

# **Optimierung der Vorbereitung und Auswertung von interferometrischen Infrarot-Beobachtungen zirkumstellarer Scheiben**

Dissertation

zur Erlangung des Doktorgrades  
der Mathematisch-Naturwissenschaftlichen Fakultät  
der Christian-Albrechts-Universität zu Kiel  
vorgelegt von

Julia Kobus

Kiel, 2021

Erster Gutachter: Prof. Dr. Sebastian Wolf  
Zweiter Gutachter: Prof. Dr. Wimmer-Schweingruber  
Tag der mündlichen Prüfung: 13. April 2021



# Zusammenfassung

---

Protoplanetare Scheiben aus Gas und Staub sind die Geburtsstätten von Planeten. Die Untersuchung ihrer Eigenschaften und damit der Anfangs- und Randbedingungen für die Entstehung von Planeten ist unerlässlich, um Planetenentstehungsmodelle zu verbessern. Hierfür sind Interferometer wie das VLTI oder ALMA besonders gut geeignet. Mit Auflösungsvermögen von wenigen Millibogensekunden erlauben sie es, die innerste Region nahegelegener protoplanetarischer Scheiben mit einer Ausdehnung vergleichbar zur Größe unseres Sonnensystems räumlich aufzulösen.

In dieser Arbeit werden zwei Studien zu interferometrischen Beobachtungen protoplanetarischer Scheiben durchgeführt. Ausgangspunkt für die erste Studie ist die Idee, dass komplementäre Beobachtungen mit dem VLTI-Instrument MATISSE und ALMA die Untersuchung der Verteilung des Staubes in der innersten Region protoplanetarischer Scheiben ermöglichen sollten, da beide für Staub mit unterschiedlichen Temperaturen in unterschiedlichen Schichten der Scheibe sensitiv sind. Das Ziel der ersten Studie ist es, diesbezüglich das Potential der Kombination von Beobachtungen mit MATISSE und ALMA zu beurteilen. Mithilfe von Strahlungstransportsimulationen wird der Einfluss dreier Parameter, die die Struktur der Scheibe charakterisieren, auf die mit MATISSE und ALMA beobachtbaren Größen ermittelt. Anschließend werden die zur Einschränkung der Parameter benötigten Messgenauigkeiten bestimmt. Der Vergleich mit den Spezifikationen beider Instrumente zeigt, dass sich mit ALMA die radiale Struktur der Scheibe einschränken lässt. MATISSE ist sensitiv für die vertikale Scheibenstruktur, allerdings stellt die Einschränkung der Skalenhöhe und Aufweitung der Scheibe hohe Anforderungen an die Beobachtungen. Durch die Kombination von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen lassen sich jedoch Mehrdeutigkeiten auflösen und die radiale und vertikale Scheibenstruktur signifikant besser einschränken.

Ausgangspunkt für die zweite Studie sind Multi-Epochen-Beobachtungen, die durch wiederholte Beobachtungen mit dem VLTI in einem Zeitraum von fast zwei Jahrzehnten entstanden sind und die es ermöglichen, zeitliche Variationen der Helligkeitsverteilungen protoplanetarischer Scheiben zu untersuchen. Variabilität ist eine typische Eigenschaft von Vorhauptreihensternen und wird durch unterschiedliche Mechanismen verursacht. Räumlich aufgelöste Beobachtungen ermöglichen es, insbesondere solche Variationen zu untersuchen, die durch die Bewegung von Strukturen in der Helligkeitsverteilung entstehen und Rückschlüsse über die Struktur als auch die Dynamik der Scheibe zulassen. In der zweiten Studie wird untersucht, ob die vorliegenden Daten Hinweise auf zeitliche Variationen enthalten. Anzeichen für Variabilität werden in PIONIER- und AMBER-Beobachtungen von sieben Vorhauptreihensternen gefunden. Die Variationen werden quantifiziert und anhand ihres Erscheinungsbildes klassifiziert, wodurch ihre physikalischen Ursachen eingegrenzt werden können.



# Abstract

---

Protoplanetary disks of gas and dust are the birthplaces of planets. Studying their properties and hence the initial and boundary conditions for planet formation is mandatory to improve planet formation models. Interferometers such as the VLTI or ALMA are particularly well suited for this purpose. With a spatial resolution of a few milliarcseconds, they allow to resolve the innermost region of nearby protoplanetary disks with an extent comparable to the size of our solar system.

In the present thesis, two studies on interferometric observations of protoplanetary disks are performed. The basis for the first study is the idea that complementary observations with the VLTI instrument MATISSE and ALMA should provide the opportunity to study the dust distribution in the innermost region of protoplanetary disks, as both are sensitive to dust with different temperatures in different layers of the disk. The goal of the first study is to evaluate the potential of combining observations with MATISSE and ALMA to study the structure of the innermost region of protoplanetary disks. For this purpose, the impact of three parameters, which characterize the structure of the disk, on the interferometric quantities observable with MATISSE and ALMA is determined using radiative transfer simulations. Subsequently, the measurement accuracies which are required to constrain the parameters are derived. The comparison to the specifications of both instruments shows that the radial structure of the disk can be constrained with ALMA in realistic observing times, while constraining the vertical disk structure with MATISSE is challenging. However, by combining MATISSE and ALMA observations, it is possible to resolve ambiguities and to significantly improve constraints on both the radial and vertical disk structure.

The basis for the second study are multi-epoch observations obtained by repeated observations with the VLTI over a period of almost two decades, which allow to study temporal variations in the brightness distributions of protoplanetary disks. Variability, a typical property of pre-main sequence stars, is caused by different mechanisms. Spatially resolved observations provide the opportunity to study in particular those variations that result from the motion of structures in the brightness distribution and allow conclusions about the structure as well as the dynamics of the protoplanetary disk. The goal of the second study is to investigate whether the existing multi-epoch observations provide evidence for the variability of the brightness distributions of the innermost few astronomical units of protoplanetary disks. Indications of variability are found in PIONIER and AMBER observations of seven pre-main sequence stars. These variations are quantified and classified to constrain their potential physical origins.

# Inhaltsverzeichnis

---

<b>Zusammenfassung</b>	<b>-2</b>
<b>Abstract</b>	<b>-1</b>
<b>1 Einleitung</b>	<b>2</b>
<b>2 Grundlagen</b>	<b>5</b>
2.1 Zirkumstellare Scheiben . . . . .	6
2.1.1 Die Entstehung protoplanetarer Scheiben . . . . .	6
2.1.2 Scheibenstruktur . . . . .	8
2.1.3 Staub . . . . .	9
2.1.4 Die Auflösung protoplanetarer Scheiben . . . . .	10
2.2 Strahlungstransport . . . . .	12
2.2.1 Strahlungsquellen . . . . .	12
2.2.2 Strahlungstransportgleichung . . . . .	14
2.2.3 Monte-Carlo-Strahlungstransport mit Mol3D . . . . .	15
2.3 Interferometrie . . . . .	19
2.3.1 Interferenz am Doppelspalt . . . . .	20
2.3.2 Das Auflösungsvermögen eines Interferometers . . . . .	21
2.3.3 Die Messgrößen: Visibilität und Phase . . . . .	22
2.3.4 Wahl der Raumfrequenzen . . . . .	23
2.3.5 Messung der von der Atmosphäre beeinflussten Phasen . . . . .	24
2.3.6 VLTI und ALMA . . . . .	25
2.3.7 Aufbereitung der AMBER-Rohdaten . . . . .	27
2.3.8 Simulation interferometrischer Beobachtungen . . . . .	28
2.3.9 Visibilitäten und Phasen einfacher Intensitätsverteilung . . . . .	31
<b>3 Das Potential kombinierter MATISSE- und ALMA-Beobachtungen</b>	<b>35</b>
3.1 Einleitung . . . . .	36
3.2 Vorgehensweise . . . . .	37
3.2.1 Modell . . . . .	38
3.2.2 Strahlungstransportsimulationen . . . . .	41
3.2.3 Simulation interferometrischer Beobachtungen . . . . .	43
3.3 Ergebnisse . . . . .	44
3.3.1 Einfluss der Scheibenparameter auf synthetische MATISSE-Beobachtungen . . . . .	44
3.3.2 Einfluss der Scheibenparameter auf synthetische ALMA-Beobachtungen . . . . .	46

3.3.3	Anforderungen an Beobachtungen zur Einschränkung der Scheibenparameter . . . . .	47
3.3.4	Das Potential kombinierter MATISSE- und ALMA-Beobachtungen . . . . .	53
3.4	Einfluss von Staubkornwachstum und Sedimentation . . . . .	56
3.4.1	Erweitertes Scheibenmodell . . . . .	56
3.4.2	Einfluss großer Staubkörner auf mit MATISSE gemessene Visibilitäten . . . . .	58
3.4.3	Einfluss großer Staubkörner auf synthetische ALMA-Beobachtungen . . . . .	59
3.5	Zusammenfassung und Ausblick . . . . .	61
<b>4</b>	<b>Variabilität der Helligkeitsverteilung protoplanetarer Scheiben</b>	<b>65</b>
4.1	Einleitung . . . . .	66
4.2	Beobachtungen und Datenreduktion . . . . .	68
4.2.1	Auswahl der Vorhauptreihensterne . . . . .	69
4.2.2	Übersicht der vorliegenden Beobachtungen . . . . .	72
4.2.3	Aufbereitung der Rohdaten . . . . .	72
4.3	Vorgehensweise . . . . .	73
4.3.1	Vergleich von Multi-Epochen-Beobachtungen: Ansätze . . . . .	74
4.3.2	Erstellung synthetischer Beobachtungen . . . . .	75
4.4	Ergebnisse . . . . .	78
4.4.1	Direkter Vergleich . . . . .	78
4.4.2	Visueller Ansatz . . . . .	84
4.4.3	Vergleich angepasster Modelle . . . . .	88
4.4.4	Vergleich unter Einbeziehung abweichender Basislinien . . . . .	92
4.5	Diskussion . . . . .	100
4.5.1	Frühere Variabilitätsstudien . . . . .	100
4.5.2	Nicht erkannte Variationen . . . . .	102
4.5.3	Klassifikation der Variationen . . . . .	103
4.6	Zusammenfassung und Ausblick . . . . .	110
<b>5</b>	<b>Fazit</b>	<b>114</b>
<b>Anhang</b>		<b>117</b>
A.1	Numerische Simulationsparameter . . . . .	117
A.2	Übersicht der VLTI Beobachtungen . . . . .	119
<b>Literaturverzeichnis</b>		<b>143</b>

Wie entstehen Planeten? Diese Frage beschäftigte schon Kant und Laplace im 18. Jahrhundert, damals im Hinblick auf die Entstehung der Planeten unseres Sonnensystems (Le Gars 2011). 1995 wurde der erste extrasolare Planet um einen sonnenähnlichen Stern entdeckt (Mayor und Queloz 1995). Der Gasriese von etwa einer halben Jupitermasse umkreist den Stern 51 Pegasi in nur 4,2 Tagen, wobei er 51 Pegasi mit einer Entfernung von etwa 0,05 au sehr viel näher ist als Merkur unserer Sonne. Seither wurden mehr als 4000 Exoplaneten entdeckt ([www.exoplanet.eu](http://www.exoplanet.eu), Schneider et al. 2011). Verglichen mit dem Sonnensystem zeigen sie eine große Vielfalt hinsichtlich ihrer Masse, Größe und Bahnparameter. Die Entwicklung von Modellen, die sowohl die Entstehung der Planeten in unserem Sonnensystem als auch die der mannigfaltigen Exoplaneten erklären, ist eines der Hauptthemen der modernen Astrophysik.

Planeten entstehen in sogenannten protoplanetaren Scheiben. Diese bezeichnen scheibenförmige Ansammlungen von Gas und Staub um Vorhauptreihensterne. Die Kenntnis ihrer Eigenschaften liefert die nötigen Anfangs- und Randbedingungen für die Erstellung beziehungsweise Optimierung von Modellen zur Entstehung von Planeten. Ein einfaches Beispiel ist die typische Lebensdauer protoplanetarer Scheiben von wenigen Millionen Jahren (Haisch et al. 2001), innerhalb der die Entstehung der Planeten stattfindet.

Aufgrund der großen Entfernung von Vorhauptreihensternen und ihren protoplanetaren Scheiben ist elektromagnetische Strahlung unsere Hauptinformationsquelle. Viele Eigenschaften protoplanetarer Scheiben lassen sich bereits anhand räumlich aufgelöster Beobachtungen untersuchen. Ein Beispiel ist die Abschätzung der in der Scheibe vorhandenen Staubmasse (Andrews und Williams 2005; Hildebrand 1983). Um diese zu ermitteln, wird die spektrale Flussdichte im Millimeter-Wellenlängenbereich gemessen. Unter der Annahme, dass die Scheibe in diesem Wellenlängenbereich optisch dünn ist, ist die gemessene Flussdichte proportional zur Anzahl der Wärmestrahlung abgebenden Staubteilchen und somit zur Staubmasse.

Um die Struktur sowie die Eigenschaften der Materie der innersten Astronomischen Einheiten (au) – der potentiellen Planetenentstehungsregion – protoplanetarer Scheiben zu ermitteln, werden räumlich aufgelöste Beobachtungen benötigt. Hierfür sind besonders das *Very Large Telescope Interferometer* (VLTI) und das *Atacama Large Millimeter/submillimeter Array* (ALMA) hervorragend geeignet. Bei beiden handelt es sich um Interferometer, bei denen eine hohe Winkelauflösung durch

die Überlagerung der Strahlengänge mehrerer Teleskope erreicht wird. Das VLTI ermöglicht Beobachtungen im nahen und mittleren Infrarot mit einem Auflösungsvermögen von wenigen Millibogensekunden. Bei einer typischen Entfernung von 140 pc lässt sich die innerste Region protoplanetarischer Scheiben vergleichbar zur Größe unseres Sonnensystems räumlich auflösen. Mit ALMA können komplementäre Beobachtungen im Millimeter- und Submillimeter-Wellenlängenbereich mit einer ähnlich guten Winkelauflösung von wenigen zehn Millibogensekunden durchgeführt werden.

Im Rahmen dieser Arbeit werden zwei Aspekte in Bezug auf die Untersuchung der potentiellen Planetenentstehungsregion protoplanetarischer Scheiben anhand interferometrischer Beobachtungen beleuchtet. Einerseits geht es um das Potential komplementärer interferometrischer Beobachtungen zur Bestimmung der räumlichen Struktur der potentiellen Planetenentstehungsregion. Andererseits wird untersucht, ob interferometrische Beobachtungen Hinweise auf zeitliche Variationen der Helligkeitsverteilung protoplanetarischer Scheiben zeigen, welche Rückschlüsse über die Dynamik sowie die Mechanismen, die an der Auflösung protoplanetarischer Scheiben und an der Entstehung von Planeten beteiligt sind, erlauben.

In der ersten Studie werden Vorhersagen darüber getroffen, inwieweit es möglich ist, anhand von Beobachtungen mit dem VLTI-Instrument MATISSE und ALMA die räumliche Struktur der innersten 5 au protoplanetarischer Scheiben zu untersuchen. In den unterschiedlichen Wellenlängenbereichen sind die Interferometer für Staub in verschiedenen Schichten der Scheibe sensitiv, weshalb die Kombination der komplementären Beobachtungen beider Instrumente besonders vielversprechend für die Untersuchung der Verteilung des Staubes ist. Im Rahmen der Studie werden zunächst Anforderungen an interferometrische Beobachtungen zur Einschränkung der radialen als auch der vertikalen Scheibenstruktur ermittelt. Anschließend wird das Potential der Kombination von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen zur Einschränkung der Staubbichte Verteilung der potentiellen Planetenentstehungsregion untersucht.

Im Rahmen der zweiten Studie werden zeitliche Variationen der Helligkeitsverteilungen protoplanetarischer Scheiben anhand von Beobachtungen mit dem VLTI untersucht. Räumlich unaufgelöste Beobachtungen haben bereits gezeigt, dass zeitlich variierende Flussdichten eine typische Eigenschaft von Vorhauptreihensternen und ihren protoplanetaren Scheiben sind (z. B. [Sinha et al. 2020](#); [Guarcello et al. 2019](#); [Kóspál et al. 2012](#)). Für die Variationen gibt es verschiedene Ursachen, zum Beispiel die Änderung der Rate, mit der das Scheibenmaterial auf den Stern akkretiert wird ([Herbst et al. 1994](#)). Mit räumlich aufgelösten Beobachtungen lassen sich zudem Variationen, die durch die orbitale Bewegung von Strukturen in der Intensitätsverteilung verursacht werden, untersuchen. Solche Strukturen entstehen beispielsweise durch die Wechselwirkung eingebetteter junger Planeten mit der Scheibe ([Zhang et al. 2018](#); [Ruge et al. 2014](#)). Durch wiederholte Beobachtungen mit dem VLTI seit nahezu zwei Jahrzehnten stehen heute hochauflösende Multi-Epochen-Beobachtungen der potentiellen Planetenentstehungsregionen protoplanetarischer Scheiben zur Verfügung. Diese werden im Rahmen der zweiten Studie auf Anzeichen für zeitliche Variationen untersucht. Gefundene Variationen werden quantifiziert und klassifiziert. Abschließend werden mögliche Ursachen der Variationen diskutiert.



*Die in dieser Arbeit durchgeführten Studien beschäftigen sich mit der Bestimmung der Eigenschaften der potentiellen Planetenentstehungsregion protoplanetarer Scheiben anhand interferometrischer Beobachtungen. Im folgenden Kapitel werden die für die Studien relevanten Grundlagen einerseits zu protoplanetaren Scheiben und andererseits zu den technischen Aspekten Strahlungstransport und Interferometrie vorgestellt. Als Geburtsstätte von Planeten sind protoplanetare Scheiben von besonderem Interesse. Ihre Entstehung und Entwicklung sowie ihre Eigenschaften werden in Abschnitt 2.1 vorgestellt. Strahlungstransportsimulationen erlauben es, das beobachtbare Erscheinungsbild gegebener Scheibenmodelle zu ermitteln. Entsprechend sind sie ein essentielles Werkzeug für die Vorhersage der Beobachtbarkeit der räumlichen Struktur protoplanetarer Scheiben. Die Grundlagen zum Strahlungstransport werden in Abschnitt 2.2 vorgestellt. Wegen des hervorragenden Auflösungsvermögens sind interferometrische Beobachtungen geeignet zur Untersuchung der innersten Astronomischen Einheiten protoplanetarer Scheiben. Die Tatsache, dass dabei statt der Intensitätsverteilung deren Fourier-Transformierte für eine begrenzte Anzahl von Raumfrequenzen gemessen wird, erschwert die Analyse im Vergleich zu bildgebenden Beobachtungen. Daher werden in Abschnitt 2.3 die für die Interpretation interferometrischer Beobachtungen benötigten Grundlagen ausführlich erläutert.*

## 2.1 Zirkumstellare Scheiben

Eine zirkumstellare Scheibe ist eine scheibenförmige Ansammlung von Materie um einen Stern. Im Rahmen dieser Arbeit sind sogenannte protoplanetare Scheiben von Interesse. Sie entstehen gemeinsam mit ihren Zentralsternen und liefern das Material für die Entstehung von Planeten. Zudem gibt es sogenannte Trümmerscheiben. Diese bestehen aus Planetesimalen und gegebenenfalls Planeten, sowie Staub, der durch Kollisionen der größeren Körper produziert wird (Wyatt 2008).

Erste Vermutungen über die Existenz protoplanetarer Scheiben wurden bereits im 18. Jahrhundert von Kant und Laplace angestellt (Le Gars 2011). Die heute als Kant-Laplace-Theorie bekannten Überlegungen sollten die auffälligen Gemeinsamkeiten der Bewegung der Planeten im Sonnensystem erklären: Die Planeten bewegen sich in etwa der gleichen Ebene auf nahezu kreisförmigen Umlaufbahnen mit demselben Umlaufsinn um die Sonne.

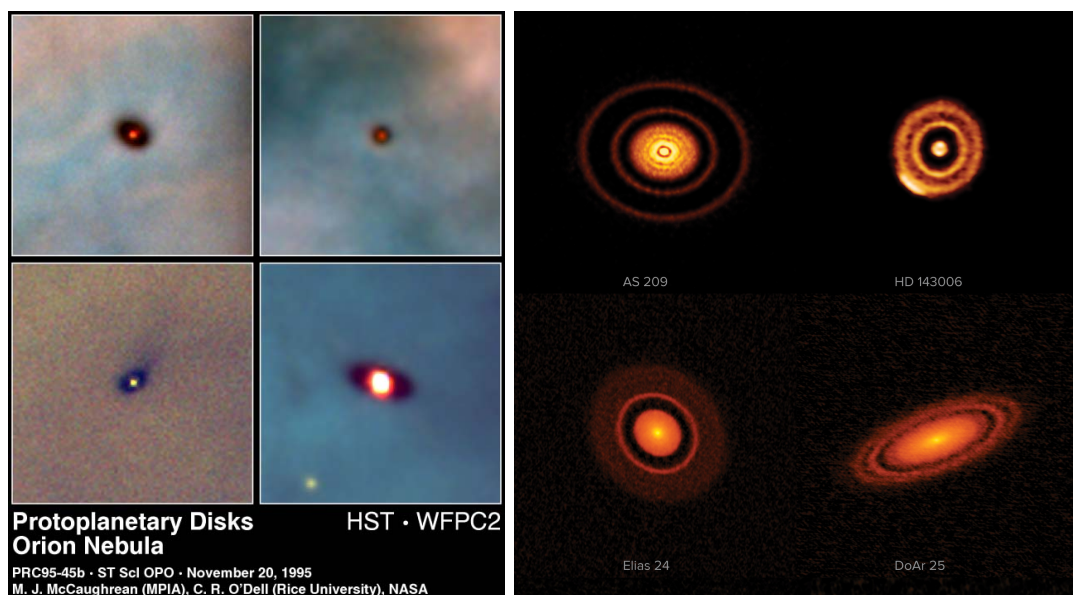
Indirekte Anzeichen für die Existenz protoplanetarer Scheiben lieferten zunächst räumlich unaufgelöste Beobachtungen. Die spektrale Energieverteilung einiger Sterne zeigt einen Flussexzess im infraroten und (sub-)mm-Wellenlängenbereich, welcher sich mit der thermischen Emissionsstrahlung von zirkumstellarem Material erklären lässt. 1984 wurde mit der ersten räumlich aufgelösten Beobachtung der Trümmerscheibe um den Stern  $\beta$  Pictoris (Smith und Terriale 1984) ein direkter Nachweis für die Existenz zirkumstellarer Scheiben erbracht. Erste räumlich aufgelöste Beobachtungen protoplanetarer Scheiben lieferte in den 1990er Jahren das Hubble-Weltraumteleskop. Vier Beispiele sind links in Abbildung 2.1 gezeigt. Mit ALMA können heutzutage detaillierte Aufnahmen protoplanetarer Scheiben gemacht werden. Rechts in Abbildung 2.1 sind vier Beispiele gezeigt. Sie wurden jeweils mit einem Auflösungsvermögen von 35 Millibogensekunden (mas) beobachtet.

Im Folgenden werden die für die Arbeit relevanten Grundlagen zu protoplanetaren Scheiben vorgestellt. Zunächst wird die Entstehung protoplanetarer Scheiben als Nebenprodukt der Sternentstehung erläutert (Abschnitt 2.1.1). Anschließend werden die Struktur der Scheibe (Abschnitt 2.1.1) und die Eigenschaften des enthaltenen Staubes (Abschnitt 2.1.3) vorgestellt. Das vorgestellte Scheiben- und Staubmodell bildet die Basis für die im Rahmen dieser Arbeit durchgeführten Simulationen. An der Auflösung protoplanetarer Scheiben sind viele Mechanismen, nicht zuletzt die Entstehung von Planeten, beteiligt. Ein kurzer Überblick über diesen Prozess wird in Abschnitt 2.1.4 gegeben.

### 2.1.1 Die Entstehung protoplanetarer Scheiben

Protoplanetare Scheiben entstehen gemeinsam mit Sternen in Sternentstehungsregionen. Die zwei nächstgelegenen sind die Rho-Ophiuchi-Wolke und die Taurus-Auriga Sternentstehungsregion in einer Entfernung von jeweils etwa 140 pc (Mamajek 2008; Torres et al. 2007). In Sternentstehungsregionen befinden sich dichte, kalte Molekülwolken aus Gas und Staub. Mit Anzahldichten bis zu etwa  $10^6$  Teilchen pro  $\text{cm}^3$  (Ward-Thompson et al. 1999) sind Molekülwolkenkerne die dichtesten Regionen





**Abb. 2.1:** *Links:* Vier protoplanetare Scheiben im Orion Nebel aufgenommen mit dem Hubble Weltraumteleskop (McCaughrean, O'Dell und NASA 1995). Die Scheiben zeichnen sich im optischen Wellenlängenbereich als Schatten vor dem im Hintergrund strahlenden Gas ab. *Rechts:* Vier protoplanetare Scheiben aufgenommen mit dem Atacama Large Millimeter/submillimeter Array bei einer Wellenlänge von 1,25 mm im Rahmen des DSHARP-Projektes (Ausschnitt des Originalbildes, ALMA (ESO/NAOJ/NRAO), S. Andrews et al.; NRAO/AUI/NSF, S. Dagnello 2019).

und Ausgangspunkt der Sternentstehung. Überschreiten die Molekülwolkenkerne eine kritische Masse, die sogenannte Jeans-Masse, kollabieren sie und im Zentrum entsteht ein Protostern<sup>1</sup>. Der Protostern, noch eingebettet in der Wolke, akkretiert das ihn umgebende Material und strahlt die freiwerdende Energie ab.

Sobald die Hülle aus Gas und Staub akkretiert wurde, wird aus dem Protostern ein Vorhauptreihenstern. Seine Hauptenergiequelle ist die Eigenkontraktion. Vorhauptreihensterne werden hinsichtlich ihrer Masse unterschieden. Die Vorläufer sonnenähnlicher Sterne mit einer Masse von weniger als zwei Sonnenmassen bezeichnet man als T-Tauri-Sterne. Massereichere Sterne mit bis zu acht Sonnenmassen werden Herbig-Ae/Be-Sterne genannt.

Die ursprüngliche Molekülwolke ist inhomogen, das Gas und der Staub bewegen sich. Beim Kollaps muss der daraus resultierende Drehimpuls erhalten bleiben. Entsprechend erhöht sich die Rotationsgeschwindigkeit während sich das Material in Richtung des Protosterns bewegt. Senkrecht zur Rotationsachse bildet sich eine protoplanetare Scheibe aus. Innerhalb dieser Scheibe kann Drehimpuls transportiert werden. Material, das Drehimpuls abgibt, wandert in Richtung des Vorhauptrei-

<sup>1</sup> Inhomogenität und Turbulenz führen zur Fragmentation der kollabierenden Wolke. Aus jedem der kollabierenden Fragmente kann bei ausreichender Masse ein Protostern entstehen. So entstehen Sterne in offenen Sternhaufen und es bilden sich Doppel- und Mehrfachsternsysteme.

hensterns und wird schließlich akkretiert. Gleichzeitig nehmen andere Partikel den Drehimpuls auf und vergrößern ihre Umlaufbahn und damit die Ausdehnung der Scheibe.

Protoplanetare Scheiben bestehen – wie die Molekülwolken, aus denen sie entstanden sind – zu 99 % aus Gas und zu 1 % aus Staub (Hildebrand 1983). Sie haben eine typische Gesamtmasse im Bereich von  $10^{-1}$  bis  $10^{-3}$  Sonnenmassen ( $M_{\odot}$ ) bei einer Ausdehnung von meist mehreren hundert Astronomischen Einheiten (Woitke et al. 2019).

### 2.1.2 Scheibenstruktur

Die Struktur protoplanetarischer Scheiben kann man theoretisch anhand der Lösung der hydrodynamischen Gleichungen für das Gas in der Scheibe ermitteln. Unter der Annahme einer vertikal isothermen, geometrisch dünnen Scheibe ergibt sich das im Folgenden vorgestellte Scheibenmodell. Die submikrometer großen Staubkörner in der Scheibe sind aufgrund des Gasdrucks an die Bewegung des Gases gekoppelt und daher ebenso verteilt (Dubrulle et al. 1995).

In vertikaler Richtung basiert die Dichteverteilung auf den Überlegungen von Shakura und Sunyaev (1973) und hat die Form einer Gaußverteilung. In Zylinderkoordinaten lautet sie:

$$\rho(r, z) = \frac{\Sigma(r)}{\sqrt{2\pi} h(r)} \exp \left[ -\frac{1}{2} \left( \frac{z}{h(r)} \right)^2 \right]. \quad (2.1)$$

Die Skalenhöhe

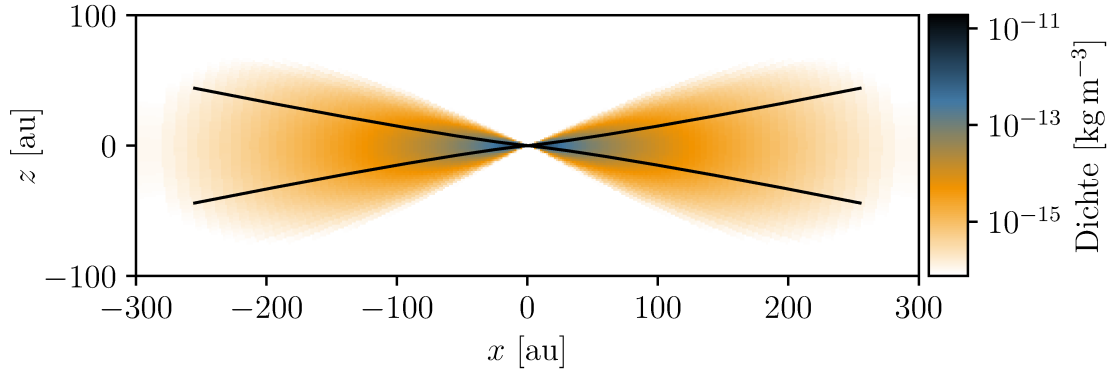
$$h(r) = h_0 \left( \frac{r}{r_0} \right)^{\beta} \quad (2.2)$$

ist gemäß eines Potenzgesetzes mit dem Exponenten  $\beta$  (Scheibenaufweitungsparameter) abhängig von der radialen Entfernung  $r$  zum Stern und wird anhand der Referenzskalenhöhe  $h_0$  beim Referenzradius  $r_0$  skaliert. In radialer Richtung ist die Struktur der Scheibe durch die Flächendichte

$$\Sigma(r) = \Sigma_0 \left( \frac{r}{r_0} \right)^{\beta-\alpha} \exp \left[ -\left( \frac{r}{r_{\text{exp}}} \right)^{2+\beta-\alpha} \right] \quad (2.3)$$

gegeben (Hartmann et al. 1998; Lynden-Bell und Pringle 1974). Die Referenzflächendichte  $\Sigma_0$  skaliert die Masse der Scheibe. Die Parameter  $\alpha$  und  $\beta$  skalieren den radialen Abfall der Flächendichte. Der exponentielle Abfall wird dabei ab dem Radius  $r_{\text{exp}}$  relevant. In Abbildung 2.2 ist beispielhaft die Staubbichteverteilung einer typischen protoplanetarischen Scheiben gezeigt.

Wie gut dieses Modell die tatsächliche Struktur protoplanetarischer Scheiben beschreibt, muss anhand von Beobachtungen überprüft werden. Bereits mit räumlich unaufgelösten Beobachtungen lässt sich die Scheibenstruktur einschränken. Die Temperatur des Staubes nimmt mit größer werdender Entfernung zum Stern ab. Am



**Abb. 2.2:** Vertikaler Schnitt durch die Staubbichteverteilung einer typischen protoplanetaren Scheibe. Die Parameter der Dichteverteilung ( $h_0 = 15$  au,  $\beta = 1.15$ ,  $\alpha = 1.95$ ,  $M_{\text{Staub}} = 10^{-4} M_{\odot}$ ) entsprechen denen des Referenzmodells der ersten durchgeführten Studie (Details in Abschnitt 3.2). Der Innenrand der Scheibe liegt bei 1 au, ab dem Radius  $r_{\text{exp}} = 100$  au nimmt die Staubbichte zum Außenrand hin exponentiell ab. Die schwarzen Linien markieren die Skalenhöhe der sich nach außen hin aufweitenden Scheibe.

Innenrand der Scheibe strahlt der bis zu über 1000 K heiße Staub im nahen Infrarot. Der wenige 10 K kalte Staub in den äußeren Scheibenbereichen strahlt hauptsächlich im fernen Infrarot. Entsprechend liefert die Modellierung der gemessenen spektralen Energieverteilung Hinweise auf die Staubmenge mit verschiedenen Temperaturen und damit auf die Verteilung des Staubes. Beispiele, in denen die vorgestellte Dichteverteilung erfolgreich für die Modellierung spektraler Energieverteilungen genutzt wurde, sind [Woitke et al. \(2019\)](#) und [Ballering und Eisner \(2019\)](#). Die Ergebnisse der Modellierung spektraler Energieverteilungen sind aufgrund der Komplexität protoplanetarer Scheiben jedoch nicht eindeutig. Beispielsweise ist für die Emission des Staubes neben seiner Temperatur auch seine chemische Zusammensetzung relevant. Entsprechend werden komplementäre Beobachtungen zur Verifikation des Scheibenmodells benötigt. Ein Beispiel sind hochauflösende Beobachtungen im Submillimeter- und Millimeter-Wellenlängenbereich. Protoplanetare Scheiben sind zumindest bei größeren Radien in diesem Wellenlängenbereich optisch dünn. Daher kann angenommen werden, dass die gemessene Intensitätsverteilung proportional zur Anzahl der entlang der Sichtlinie emittierenden Staubkörner ist. Hochauflösende Submillimeter-Beobachtungen wurden ebenfalls erfolgreich mit der vorgestellten Dichteverteilung modelliert (z. B. [Andrews et al. 2010](#)).

### 2.1.3 Staub

Aufgrund der Entstehungsgeschichte entspricht der Staub in jungen protoplanetaren Scheiben dem der Molekülwolken. Dass Staub im interstellaren Medium vorhanden ist, weiß man aufgrund der wellenlängenabhängigen Abschwächung von Sternlicht

(Trumpler 1930). Um die Zusammensetzung des Staubes sowie die vorliegenden Staubkorngrößen zu ermitteln, wird diese Extinktion modelliert (Draine 2003). Hierbei liefern besonders Absorptionsbanden, wie beispielsweise die Silikatbanden bei 10 und 18  $\mu\text{m}$ , Hinweise auf die Zusammensetzung.

Für die im Rahmen dieser Arbeit durchgeführten Simulationen wird angenommen, dass der Staub zu 62,5 % aus astronomischem Silikat – einem künstlichen Material, dessen optische Eigenschaften denen des beobachteten Staubes entsprechen – und zu 37,5 % aus Graphit besteht (Draine und Lee 1984). Die optischen Eigenschaften des Staubes, beschrieben durch den komplexen Brechungsindex, entstammen den Arbeiten von Weingartner und Draine (2001); Laor und Draine (1993); Draine und Lee (1984). Wegen der Anisotropie des Graphits ist dessen Ausrichtung in Bezug auf die Strahlung zu berücksichtigen. Hierfür wird eine zufällige Ausrichtung angenommen. Dies lässt sich mit der sogenannten  $\frac{1}{3}$ - $\frac{2}{3}$ -Näherung approximieren. Die Mittelung der optischen Eigenschaften erfolgt dabei unter der Annahme, dass bei einem Drittel des Graphits die Kristallachse parallel zur Ausbreitungsrichtung des elektrischen Feldes ausgerichtet ist und bei  $\frac{2}{3}$  senkrecht (Draine und Malhotra 1993).

Es wird zudem angenommen, dass die Staubkörner sphärisch sind, mit einer Dichte von  $2,5 \text{ g cm}^{-3}$ . Die Staubkörner haben Radien zwischen 5 bis 250 nm. Die Zahl  $n da$  der Staubkörner mit Kornradien im Intervall  $[a, a + da]$  ist durch die Größenverteilung

$$n(a) \propto a^{-3.5} \quad (2.4)$$

gegeben (Mathis et al. 1977).

### 2.1.4 Die Auflösung protoplanetarer Scheiben

Ein grundlegender Aspekt bei der Untersuchung der Entwicklung protoplanetarer Scheiben ist ihre Lebensdauer. Die typische Lebensdauer protoplanetarer Scheiben lässt sich bereits anhand einfacher Beobachtungen ermitteln. Ein erhöhter Infrarotfluss verglichen mit dem für den Stern zu erwartenden Spektrum ist ein Hinweis auf die Existenz einer protoplanetaren Scheibe. Die Bestimmung der relativen Häufigkeit von Sternen mit Infrarotexzess in Sternhaufen bekannten Alters erlaubt daher eine statistische Untersuchung der typischen Lebensdauer protoplanetarer Scheiben. Je nach Wellenlängenbereich lassen sich unterschiedliche Scheibenbereiche untersuchen. Der Staub am Innenrand der Scheibe strahlt im Nahinfrarot. Messungen der Flussdichte bei 10  $\mu\text{m}$  sind sensitiv für den warmen Staub innerhalb der ersten ungefähr 5 au einer typischen Scheibe. Bei 24  $\mu\text{m}$  lässt sich die Existenz einer äußeren Staubscheibe prüfen.

Beobachtungen in all diesen Wellenlängenbereichen führten zu ähnlichen Ergebnissen (z. B. Cieza et al. 2007; Haisch et al. 2001; Strom et al. 1989): Einige Scheiben lösen sich innerhalb einer Million Jahre auf, nur wenige Sterne besitzen nach etwa zehn Millionen Jahren noch eine protoplanetare Scheibe. Im Mittel liegt die typische Lebensdauer zwischen zwei bis drei Millionen Jahren. Diese Übereinstimmung der für unterschiedliche Wellenlängenbereiche ermittelten Lebensdauern ist konsis-

tent mit der Tatsache, dass nur wenige sogenannte Übergangsscheiben beobachtet werden. Übergangsscheiben zeigen zwar einen Überschuss mittlerer Infrarotstrahlung aber keinen erhöhten Nahinfrarotfluss. Letzteres ist auf das Fehlen der inneren Scheibe zurückzuführen. Die geringe Zahl von Übergangsscheiben sowie die übereinstimmenden typischen Lebensdauern unterschiedlicher Scheibenbereiche lassen darauf schließen, dass, sobald die Auflösung der Scheibe im Inneren begonnen hat, der Prozess der Scheibenauflösung sehr schnell voranschreitet (Skrutskie et al. 1990).

An der Auflösung protoplanetarer Scheiben sind viele Mechanismen beteiligt. Ein wesentlicher Mechanismus ist die Akkretion von Gas und Staub aus der Scheibe auf den Stern. Dies geschieht bei jungen T-Tauri-Sternen mit einer Akkretionsrate von üblicherweise etwa  $10^{-8} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$  (Calvet et al. 2004). Zudem kann hoch-energetische UV- und Röntgenstrahlung, entweder vom Zentralstern oder einer nahegelegenen externen Strahlungsquelle, die Scheibenoberfläche so stark erhitzen, dass das Gas und kleine Staubkörner die Fluchtgeschwindigkeit erreichen und in einem thermisch getriebenen Wind aus der Scheibe entfernt werden. Dieser Mechanismus wird Photoevaporation genannt. Je nach berücksichtigter Strahlung wird ein Massenverlust mit einer Rate von etwa  $10^{-10}$  bis  $10^{-8} M_{\odot} \text{ a}^{-1}$  vorhergesagt (Ercolano und Pascucci 2017). Außerdem können Staubkörner durch den Strahlungsdruck aus der oberen Scheibenschicht entfernt werden (Owen und Kollmeier 2019). Weitere Mechanismen, die an der Auflösung der Scheibe mitwirken, sind das Wachstum der Staubkörner (Testi et al. 2014) bis hin zur Entstehung von Planetesimalen und Planeten und deren Wechselwirkung mit der Scheibe (Kley 2017).

Wie groß der jeweilige Beitrag am Auflösungsprozess ist, ist unklar. Es gibt jedoch Hinweise darauf, dass die Entstehung von Planeten einen erheblichen Einfluss auf die Entwicklung protoplanetarer Scheiben hat. Hier ist zunächst das Ergebnis des Scheibenauflösungsprozesses – Planetensysteme und Trümmerscheiben – zu nennen. Zudem wächst die Zahl der Beobachtungen, die Scheibenstrukturen zeigen, welche sich auf die Wechselwirkung von Planeten mit der Scheibe zurückführen lassen. Beispiele sind die in Abbildung 2.1 gezeigten Ringstrukturen (Zhang et al. 2018).

Es gibt zwei Kategorien von Erklärungsansätzen zur Entstehung von Planeten. Im Kernakkretionsmodell wachsen Staubkörner, indem sie bei Kollisionen aneinander haften bleiben. Durch dieses Wachstum entstehen Planetesimale, die aufgrund ihrer Masse das umgebende Scheibenmaterial akkretieren können. Eine Stärke des Kernakkretionsmodells ist, dass es sowohl die Entstehung von Gesteinsplaneten als auch die Entstehung von Gasriesen erklärt. Es gibt jedoch auch Unzulänglichkeiten, die noch geklärt werden müssen. Beispielsweise erwartet man, dass metergroße Körper bei Stößen nicht aneinander haften bleiben oder bei den vorherrschenden Relativgeschwindigkeiten sogar fragmentieren, sodass das Staubkornwachstum bei dieser Größe stoppen würde (Testi et al. 2014). Ein zweiter Ansatz zur Erklärung der Planetenentstehung ist das Gravitations-Instabilitäten-Modell (Boss 1997). Ist die protoplanetare Scheibe massereich genug, so kann sie gravitativ instabil werden. Die Scheibe fragmentiert und es bilden sich massereiche Gasriesen. Dieser Ansatz erklärt jedoch nur die Entstehung von Gasriesen und erfordert Scheiben mit lokal sehr hoher

Dichte. Welches dieser Szenarien die Entstehung der beobachteten Planeten erklärt oder ob beide Prozesse beziehungsweise Mischformen auftreten, muss anhand von Beobachtungen überprüft werden. Hochauflösende Beobachtungen ermöglichen die Untersuchung der physikalischen Bedingungen in der inneren Region protoplanetarischer Scheiben und liefern damit die nötigen Randbedingungen für die Verbesserung der existierenden Entstehungsmodelle und die Klärung bisher offener Fragen.

## 2.2 Strahlungstransport

Aufgrund der großen Entfernung astronomischer Objekte müssen die Rückschlüsse über ihre Eigenschaften – angefangen bei ihrem Alter bis hin zu ihrer Zusammensetzung – hauptsächlich anhand der gemessenen Strahlung gezogen werden. Strahlungstransportsimulationen sind dabei ein unverzichtbares Werkzeug. Sie ermöglichen es, für ein astronomisches Objekt mit gegebenen physikalischen Eigenschaften die Wechselwirkung der emittierten Strahlung mit Materie zu berechnen und schließlich die beobachtbare Intensitätsverteilung des Systems vorherzusagen. Damit erlauben sie den Vergleich theoretischer Modelle mit Beobachtungen.

In dieser Arbeit werden auf der Basis von Strahlungstransportsimulationen Vorhersagen getroffen, inwieweit sich physikalische Eigenschaften protoplanetarischer Scheiben anhand von Beobachtungen bestimmen lassen. Die für die Durchführung von Strahlungstransportsimulationen relevanten Grundlagen werden im Folgenden beschrieben. Zunächst werden in Abschnitt 2.2.1 die Eigenschaften der Strahlungsquellen erläutert. Anschließend wird in Abschnitt 2.2.2 die Strahlungstransportgleichung und in diesem Kontext die Wechselwirkung von Strahlung mit Materie erklärt. In Abschnitt 2.2.3 wird schließlich der Strahlungstransportcode `Mo13D` (Ober et al. 2015) vorgestellt, mit dessen Hilfe die Strahlungstransportgleichung für protoplanetare Scheiben gelöst wird.

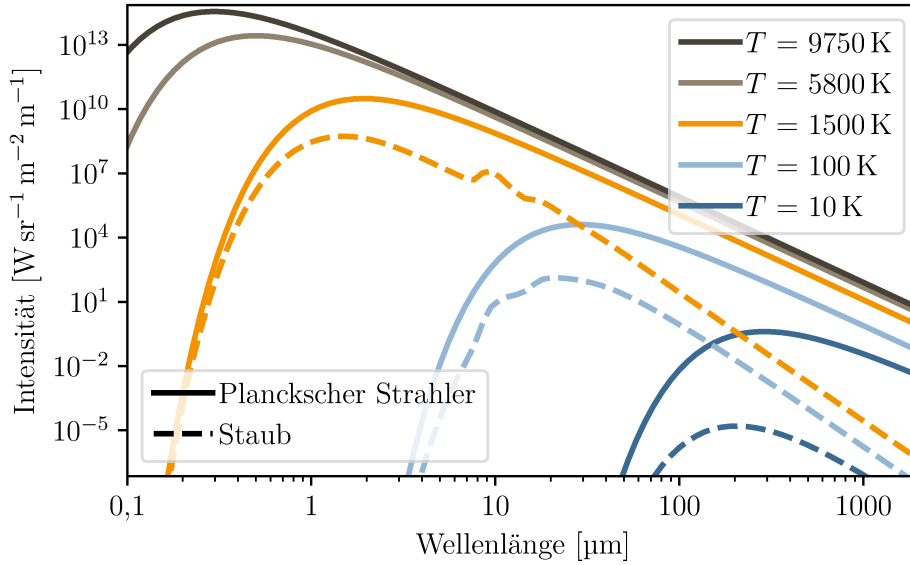
### 2.2.1 Strahlungsquellen

Im Rahmen dieser Arbeit werden protoplanetare Scheiben um Vorhauptreihensterne untersucht. Deren Erscheinungsbild wird in den betrachteten Wellenlängenbereichen durch die thermische Emission des Staubes sowie im infraroten Wellenlängenbereich außerdem durch die am Staub gestreute Sternstrahlung bestimmt. Das Gas erzeugt Linienstrahlung und hat auf die betrachtete Kontinuumsstrahlung keinen wesentlichen Einfluss. Es wird daher vernachlässigt.

Für die durchgeführten Simulationen wird angenommen, dass der Stern wie ein Schwarzer Körper strahlt. Seine Intensität  $I^P$  lässt sich mithilfe des Planckschen Strahlungsgesetzes sowohl in Abhängig von der Frequenz  $f$  als auch von der Wellenlänge  $\lambda$  angeben:

$$I_f^P(f, T) = \frac{2hf^3}{c^2} \frac{1}{e^{\frac{hf}{k_B T}} - 1}, \quad I_\lambda^P(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda k_B T}} - 1}. \quad (2.5)$$





**Abb. 2.3:** Spektren verschiedener Strahlungsquellen. Die Intensität von Planckschen Strahlern mit Temperaturen von 10 bis 9750 K sind mit durchgezogenen Linien gegen die Wellenlänge aufgetragen. Für typische Staubtemperaturen zwischen 10 und 1500 K sind außerdem Spektren grauer Strahler gezeigt (gestrichelte Linien). Der wellenlängenabhängige Emissionsgrad  $Q_{\text{em}}(\lambda)$  entspricht dem des in Abschnitt 2.1.3 beschriebenen Staubes. Bei 10  $\mu\text{m}$  zeigt sich die Emissionsbande des im Staub enthaltenen Silikats.

Dabei ist  $h$  das Plancksche Wirkungsquantum,  $c$  die Lichtgeschwindigkeit,  $k_B$  die Boltzmann-Konstante und  $T$  die Temperatur des schwarzen Strahlers. Die Intensität  $I_\lambda^P$  hat die SI-Einheit  $\text{W sr}^{-1} \text{m}^{-2} \text{m}^{-1}$  und beschreibt die im Wellenlängenintervall  $d\lambda$  um  $\lambda$  von der Einheitsfläche in den Einheitsraumwinkel abgestrahlte Strahlungsleistung des Schwarzen Körpers mit der Temperatur  $T$ . In Abbildung 2.3 sind Plancksche Strahlungsspektren für verschiedene Temperaturen, die beispielhaft für typische Sterne beziehungsweise Staub in protoplanetaren Scheiben gewählt sind, gezeigt. In schwarz ist das Spektrum des in dieser Arbeit betrachteten Vorhauptreihensterns mit einer Effektivtemperatur von 9750 K aufgetragen.

Das Wiensche Verschiebungsgesetz

$$\lambda_{\text{max}} = \frac{2897,3 \mu\text{m K}}{T} \quad (2.6)$$

liefert einen Zusammenhang für die Wellenlänge  $\lambda_{\text{max}}$ , bei der ein Schwarzer Strahler die maximale Strahlungsleistung abgibt, und seiner Temperatur  $T$ . Für den in dieser Arbeit betrachteten Stern mit  $T = 9750 \text{ K}$  liegt das Strahlungsmaximum bei etwa 300 nm.

Die Leuchtkraft  $L$  des Sterns, also die von ihm insgesamt abgestrahlte Strahlungsleistung, ist durch das Stefan-Boltzmann-Gesetz gegeben. Man erhält es durch die

Integration des Planckschen Strahlungsspektrums über den Halbraum, den gesamten Frequenzbereich sowie die abstrahlende Fläche  $A$ :

$$L = \int_A \int_0^\infty \int_0^{2\pi} \int_0^{\frac{\pi}{2}} I_f^P(f, T) \cos(\theta) \sin(\theta) d\theta d\varphi df dA = \sigma A T^4. \quad (2.7)$$

Der Faktor  $\cos(\theta)$  berücksichtigt, dass unter dem Winkel  $\theta$  effektiv die projizierte Fläche strahlt (Lambertsches Kosinusetz).  $\sigma$  ist die Stefan-Boltzmann-Konstante.

Im Gegensatz zum Stern muss der Staub als grauer Strahler behandelt werden. Dieser strahlt entsprechend eines wellenlängenabhängigen Emissionsgrades  $Q_{\text{em}}(\lambda)$  mit einer geringeren Intensität  $I^{\text{real}}$  als der Plancksche Strahler:

$$I_\lambda^{\text{real}}(\lambda, T) = Q_{\text{em}}(\lambda) I_\lambda^P(\lambda, T). \quad (2.8)$$

In Abbildung 2.3 sind beispielhaft für typische Temperaturen von Staub in protoplanetaren Scheiben Spektren realer Strahler im Vergleich zu Planckschen Strahlungsspektren gezeigt. Die Strahlungsmaxima sind aufgrund des wellenlängenabhängigen Emissionsgrades des in Abschnitt 2.1.3 beschriebenen Staubes zu kürzeren Wellenlängen hin verschoben. Je nach Temperatur und damit je nach Position in der Scheibe strahlt der betrachtete Staub vorwiegend im nah- bis fern-infraroten Wellenlängenbereich.

Die große Entfernung astronomischer Objekte führt dazu, dass der von ihnen eingenommene Raumwinkel bei Beobachtungen häufig nicht aufgelöst wird und sie daher als Punktquelle erscheinen. Dann kann statt der Intensität nur die spektrale Flussdichte ermittelt werden, welche sich aus dem Integral der Intensität über den vom Objekt eingenommenen Raumwinkel ergibt. Die spektrale Flussdichte ist die pro Frequenzintervall auf die Einheitsfläche treffende Leistung mit der SI-Einheit  $\text{W m}^{-2} \text{Hz}^{-1}$ . Da für Objekte außerhalb des Sonnensystems üblicherweise sehr kleine Flussdichten gemessen werden, werden diese häufig in der Einheit Jansky

$$1\text{Jy} = 10^{-26} \text{W m}^{-2} \text{Hz}^{-1} \quad (2.9)$$

angegeben.

### 2.2.2 Strahlungstransportgleichung

Das Ziel von Strahlungstransportsimulationen ist es, die beobachtbare Intensitätsverteilung für ein gegebenes physikalisches Modell vorherzusagen. Dazu muss die Strahlungstransportgleichung gelöst werden. Im stationären Fall lautet diese entlang der Richtung  $\mathbf{n}$ :

$$\mathbf{n} \cdot \nabla I = -(\kappa_{\text{streu}} + \kappa_{\text{abs}}) I + j. \quad (2.10)$$

Der erste Term auf der rechten Seite beschreibt die Verringerung der Intensität  $I$  durch Streuung und Absorption mithilfe der Streu- und Absorptionskoeffizienten  $\kappa_{\text{streu}}$  und  $\kappa_{\text{abs}}$ . Der zweite Term  $j = j_{\text{em}} + j_{\text{streu}}$  beschreibt die Intensitätsbeiträge



durch Emission sowie durch Strahlung, die in Richtung des betrachteten Strahls gestreut wird.

Für den Fall, dass das Medium entlang des Weges von  $s_1$  nach  $s_2$  nicht emittiert und Streuung in Richtung des Strahls vernachlässigt werden kann, ist  $j = 0$ . Dann liefert die Lösung der Strahlungstransportgleichung das Bouguer-Lambert-Beer'sche Gesetz:

$$I(s_2) = I(s_1) e^{-\tau}. \quad (2.11)$$

Die optische Tiefe

$$\tau = \int_{s_1}^{s_2} \kappa_{\text{streu}} + \kappa_{\text{abs}} \, ds = \int_{s_1}^{s_2} \Psi (C_{\text{streu}} + C_{\text{abs}}) \, ds, \quad (2.12)$$

ist für diskrete Teilchen durch die Anzahldichte  $\Psi$  sowie die Streu- und Absorptionsquerschnitte  $C_{\text{streu}}$  und  $C_{\text{abs}}$  der Teilchen entlang des Weges definiert. Diese lassen sich durch den geometrischen Querschnitt  $\pi r^2$  der Teilchen mit dem Radius  $r$  sowie die Effizienzen der Streuung  $Q_{\text{streu}}$  und Absorption  $Q_{\text{abs}}$  ausdrücken mit

$$C_{\text{streu}} = \pi r^2 Q_{\text{streu}} \quad \text{und} \quad C_{\text{abs}} = \pi r^2 Q_{\text{abs}}. \quad (2.13)$$

Die in dieser Arbeit verwendeten optischen Eigenschaften des Staubes liegen in Form von komplexen Brechungsindizes vor. Unter der Annahme von Mie-Streuung (Mie 1908) werden daraus die benötigten Streu- und Absorptionseffizienzen mit dem Programm `miex` (Wolf und Voshchinnikov 2004) berechnet.

Die Strahlungstransportgleichung ist nur für sehr einfache Konfigurationen, wie zum Beispiel im oben genannten Fall des Bouguer-Lambert-Beer'sche Gesetzes, analytisch lösbar. Für ein komplexes System wie eine protoplanetare Scheibe muss die Strahlungstransportgleichung numerisch gelöst werden.

### 2.2.3 Monte-Carlo-Strahlungstransport mit Mol3D

Für die numerische Lösung der Strahlungstransportgleichung eignen sich Monte-Carlo-Simulationen. Diese beruhen auf Zufallsexperimenten. Im Fall von Monte-Carlo-Strahlungstransportsimulationen werden Photonenpakete verfolgt. Diese bewegen sich und können gestreut und absorbiert werden. Dabei werden die Entscheidungen über die Eigenschaften des Photonenpaketes und die Wechselwirkungsprozesse stochastisch getroffen. Bei einer hinreichend großen Anzahl von Photonenpaketen konvergiert die betrachtete Größe, zum Beispiel die mit einem Detektor beobachtbare Intensitätskarte, gegen den Erwartungswert.

Im Rahmen dieser Arbeit wird der Strahlungstransportcode `Mol3D`<sup>2</sup> (Ober et al. 2015) verwendet. Dieser löst die Strahlungstransportgleichung mit Hilfe der Monte-Carlo-Methode basierend auf einem dreidimensionalen Gitter. Innerhalb der Gitterzellen sind die physikalischen Größen des Modells, wie zum Beispiel die Temperatur

<sup>2</sup> Verfügbar unter <https://github.com/florianober/Mol3D>

des Staubes, konstant. Für die Berechnung von Intensitätskarten werden mit **Mo13D** drei Simulationsschritte durchgeführt. Zunächst wird die Temperatur des Staubes, welcher von der Sternstrahlung geheizt wird, berechnet. Diese dient als Grundlage für die anschließende Berechnung der Emissionskarte. Zudem wird die Streuung der Sternstrahlung berechnet. Die Intensitätsverteilung des Systems ergibt sich schließlich aus der Summe der Emissions- und Streukarte.

### Temperaturverteilung:

Für die Temperaturberechnung wird zunächst eine vorgegebene Anzahl  $N_{\text{Photon}}$  Photonenpakete erzeugt. Alle Photonenpakete erhalten dieselbe Energie

$$E_{\text{Photon}} = \frac{L}{N_{\text{Photon}}} 1 \text{ s}, \quad (2.14)$$

die sich aus der vom Stern in einer Sekunde abgestrahlten Energie ergibt. Die Bewegungsrichtung wird unter der Annahme von isotroper Strahlung zufällig gewählt. Die Wellenlänge des Photonenpaketes wird entsprechend des normierten Planckschen Spektrums zufällig gezogen.

Die Photonenpakete bewegen sich durch das mit Staub gefüllte Gitter und werden dabei absorbiert und gestreut. Die optische Tiefe  $\tau$  und damit die Strecke, die sie zwischen zwei Wechselwirkungsprozessen zurücklegen, wird anhand einer Zufallszahl  $\xi$  mit einem Wert zwischen 0 und 1 ermittelt:

$$\tau = -\ln(1 - \xi). \quad (2.15)$$

Ob das Photonenpaket nach dem Zurücklegen der optischen Tiefe gestreut oder absorbiert wird, wird ebenfalls durch eine Zufallszahl bestimmt. Die Wahrscheinlichkeit für Streuung ist durch die Albedo

$$A = \frac{C_{\text{Streu}}}{C_{\text{Streu}} + C_{\text{Abs}}} \quad (2.16)$$

gegeben. Die Wahrscheinlichkeit für Absorption ist entsprechend  $1 - A$ .

Bei der Streuung ändert sich die Bewegungsrichtung des Photonenpaketes. Dafür wird der Streuwinkel gemäß den optischen Eigenschaften des Staubes gezogen. Bei der Absorption deponieren die Photonenpakete Energie im Staub und heizen ihn. Entsprechend der von [Lucy \(1999\)](#) vorgeschlagenen Methode der kontinuierlichen Absorption deponiert das Photonenpaket die Energie allerdings nicht erst bei der Absorption, sondern schon während der Bewegung entlang der Strecke  $\Delta s$  durch die Zellen mit dem Volumen  $V_{\text{Zelle}}$ :

$$\Delta E_{\text{Staub}} = \frac{E_{\text{Photon}} C_{\text{abs}}}{V_{\text{Zelle}}} \Delta s. \quad (2.17)$$

Wegen des thermischen Gleichgewichts strahlt der Staub sämtliche absorbierte Strahlungsleistung  $L_{\text{Staub}} = \frac{E_{\text{Staub}}}{1 \text{ s}}$  wieder ab. Da diese Strahlungsleistung eindeutig

einem Strahlungsspektrum  $I_{\lambda}^{\text{real}}(\lambda, T)$  zugeordnet werden kann, lässt sich damit die Staubtemperatur ermitteln. Nach der Absorption wird das Photonenpaket sofort in eine neue zufällig gewählte Bewegungsrichtung emittiert. Die neue Wellenlänge wird entsprechend des von Bjorkman und Wood (2001) vorgeschlagenen Verfahrens der sofortigen Temperaturanpassung ermittelt.

Der Weg der Photonenpakete und die dabei stattfindende Heizung des Staubes wird verfolgt, bis die Photonenpakete entweder das Gitter verlassen oder ein vorgegebener Wert maximal erlaubter Interaktionen erreicht wurde. Letzterer wird eingeführt, um zu verhindern, dass einzelne Photonenpakete zufällig einen Weg durch Regionen hoher optischer Tiefen mit sehr langer Rechenzeit zurücklegen, während die Simulation der restlichen Photonenpakete bereits zu einer hinreichend genauen Temperaturberechnung geführt hat. Ein Beispiel für eine mit Mo13D berechnete Temperaturverteilung ist in Abbildung 2.4 gezeigt.

### Emissionskarte:

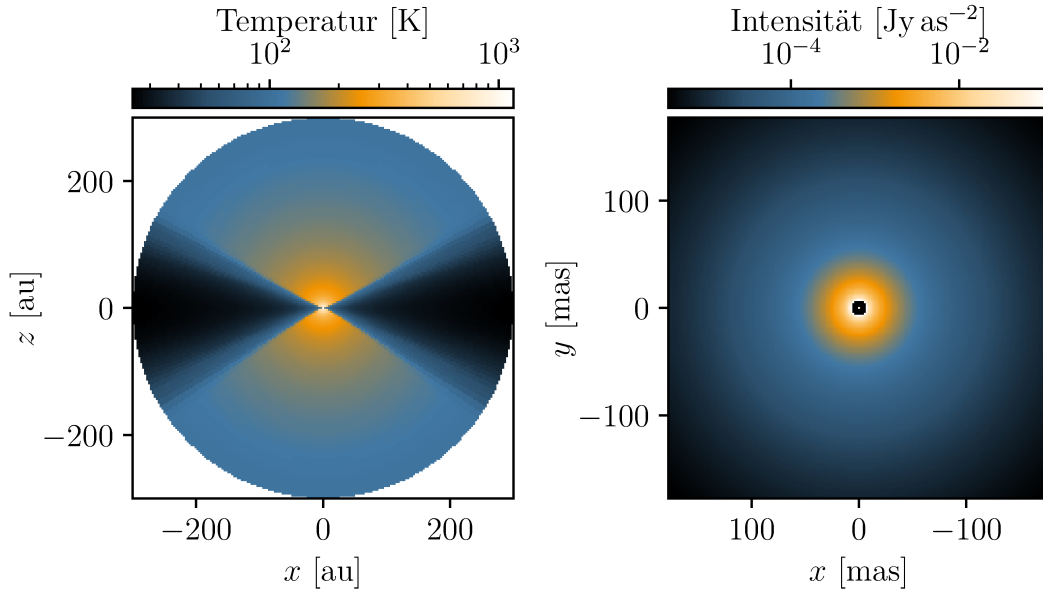
Basierend auf der Temperaturberechnung kann im nächsten Simulationsschritt die Emissionskarte berechnet werden. Da die Streuung der Sternstrahlung einzeln berechnet und die Streuung der vom Staub emittierten Strahlung vernachlässigt wird, vereinfacht sich der Intensitätsbeitrag  $j$  in der in Gleichung 2.10 genannten Strahlungstransportgleichung zu

$$j = j_{\text{em}} = \kappa_{\text{em}} I_{\lambda}^{\text{real}}(\lambda, T). \quad (2.18)$$

Um die mit einem Detektor messbare Staubemission zu berechnen, löst Mo13D diese Strahlungstransportgleichung entlang von senkrecht auf der Detektorfläche stehenden Strahlen durch die Scheibe mit Hilfe eines Runge-Kutta-Fehlberg-Lösers der vierten und fünften Ordnung.

### Streukarte:

Für die Berechnung der Streuung der Sternstrahlung werden Photonenpakete mit einer vorgegebenen Wellenlänge erzeugt. Analog zur Temperaturberechnung wird die Bewegungsrichtung zufällig gewählt und alle Photonenpakete erhalten die gleiche Energie. Anschließend bewegen sich die Photonenpakete entsprechend einer zufälligen optischen Tiefe. An jedem Interaktionsort können sie dann mit der jeweiligen Wahrscheinlichkeit entweder gestreut oder absorbiert werden. Da in diesem Simulationsschritt lediglich die Streuung relevant ist, wird allerdings an jedem Ort eine Streuung durchgeführt, wobei der Streuwinkel entsprechend der durch die optischen Eigenschaften gegebenen Wahrscheinlichkeitsverteilung ausgelost wird. Die nicht durchgeführten Absorptionen werden berücksichtigt, indem die Energie des gestreuten Photonenpaketes entsprechend der Albedo verringert wird (*Split-Methode*; z. B. Camps und Baes 2018).



**Abb. 2.4:** Ergebnisse von mit Mo13D durchgeführten Strahlungstransportsimulationen. Die Simulationen basieren auf dem in Abschnitt 3.2.1 beschriebenen Referenzmodell, bestehend aus einem Herbig-Stern, der von einer protoplanetaren Scheibe mit typischen Parameterwerten umgeben ist. *Links:* Schnitt entlang der xz-Ebene durch die Temperaturverteilung der Scheibe. *Rechts:* Ausschnitt der in einer Entfernung von 140 pc beobachtbaren Intensitätsverteilung bei einer Wellenlänge von  $10\ \mu\text{m}$ .

Die Photonenpakete werden verfolgt, bis sie entweder den Modellraum verlassen, wobei sie gegebenenfalls auf einen Detektor treffen, oder bis ihre Energie einen vorgegebenen Grenzwert unterschreitet. Da der Detektor üblicherweise nur einen kleinen Raumwinkel einnimmt, treffen ihn nur wenige Photonen. Um die Photonenstatistik zu verbessern, wird bei jeder Streuung ein sogenanntes Peel-off-Photon erzeugt. Dieses wird direkt zum Detektor gestreut. Die Energie des Peel-off-Photons wird dabei entsprechend der Wahrscheinlichkeit, auf dem Detektor zu landen, gewichtet.

Die Intensitätskarte ergibt sich aus der Summe der Emissions- und Streukarte. Ein Beispiel für eine mit Mo13D simulierte Intensitätsverteilung ist in Abbildung 2.4 gezeigt.

## Wahl der numerischen Parameter

Die stochastische Natur der Monte-Carlo-Strahlungstransportsimulation erfordert eine hinreichend hohe Anzahl Photonenpakete sowohl für die Berechnung der Temperaturverteilung als auch für die Berechnung von Streukarten. Daneben sind weitere numerische Parameter für die Ergebnisse der Simulationen relevant. Die Gitterzellen müssen so klein gewählt sein, dass räumliche Änderungen der relevanten physikali-

schen Größen, wie beispielsweise die Temperatur oder Dichte des Staubes, hinreichend aufgelöst werden. Die Grenzwerte der maximal erlaubten Photoneninteraktionen müssen so gewählt werden, dass die Photonenpakete erst dann gelöscht werden, wenn ihr Beitrag vernachlässigbar ist.

Diesen Anforderungen an die numerischen Parameter steht der Rechenaufwand entgegen. Daher werden für ausgewählte Modelle Testsimulationen durchgeführt. Dabei wird ermittelt, für welche Werte der genannten Parameter die Ergebnisse hinreichend konvergiert sind. Die Wahl der numerischen Parameter für die in dieser Arbeit durchgeführten Simulationen ist im Anhang in Abschnitt A.1 aufgelistet.

## 2.3 Interferometrie

Um Mehrdeutigkeiten bei der Analyse spektraler Energieverteilungen aufzulösen, werden räumlich aufgelöste Beobachtungen protoplanetarischer Scheiben benötigt. Insbesondere die Untersuchung von Strukturen in der Helligkeitsverteilung protoplanetarischer Scheiben, die beispielsweise durch die Wechselwirkung eingebetteter Planeten mit der Scheibe entstehen können, erfordern hochauflösende Beobachtungen. Zum Beispiel ist ein Auflösungsvermögen von etwa 7 mas erforderlich, um eine Struktur mit einer Ausdehnung von einer Astronomischen Einheit in einer protoplanetaren Scheibe bei einer typischen Entfernung von 140 pc räumlich aufzulösen. Das Auflösungsvermögen  $\Theta_T$  von Spiegelteleskopen ist beugungsbegrenzt und abhängig von der Wellenlänge  $\lambda$  und dem Spiegeldurchmesser  $D$  mit

$$\Theta_T \approx 1,22 \frac{\lambda}{D}. \quad (2.19)$$

Um bei Wellenlängen von beispielsweise 1  $\mu\text{m}$  oder 10  $\mu\text{m}$  das gewünschte Auflösungsvermögen von 7 mas zu erreichen, müssten die Spiegel entsprechend 36 m beziehungsweise 360 m groß sein. Heutige Großteleskope haben Spiegeldurchmesser von etwa 10 m (z. B.: Very Large Telescope: 8,2 m, Gran Telescopio Canarias: 10,4 m). Der Bau noch größerer Spiegel ist technisch schwierig, da beispielsweise das Eigengewicht zur Verformung des Spiegels führt. Eine Lösung für dieses Problem ist die Interferometrie. Dabei bringt man das von zwei oder mehr Teleskopen eingefangene Licht zur Interferenz. In Richtung der Verbindungslinie, der sogenannten Basislinie, erhält man dabei ein Auflösungsvermögen vergleichbar dem eines Teleskops dessen Spiegeldurchmesser dem Abstand der Teleskope entspricht.

Der Vorteil des hervorragenden Auflösungsvermögens geht einher mit dem Nachteil, dass statt der beobachteten Helligkeitsverteilung deren Fourier-Transformierte für eine begrenzte Anzahl von Teleskop-Paaren und damit für eine begrenzte Zahl von Raumfrequenzen gemessen wird. Für die Analyse der Beobachtungsdaten bedeutet dies eine Herausforderung.

Im Folgenden werden die Funktionsweise eines Interferometers (Abschnitt 2.3.1) sowie die Messgrößen (Abschnitt 2.3.3) vorgestellt. In Abschnitt 2.3.2 wird näher auf das Auflösungsvermögen des Interferometers eingegangen. In den Abschnitten

2.3.4 und 2.3.5 werden Herausforderungen bei interferometrischen Beobachtungen in Bezug auf eine hinreichend große Anzahl Raumfrequenzen sowie den Einfluss der Atmosphäre erläutert. Die im Rahmen dieser Arbeit relevanten Interferometer VLTI und ALMA werden in Abschnitt 2.3.6 vorgestellt. Die Aufbereitung interferometrischer Rohdaten sowie die Simulation interferometrischer Beobachtungen werden in den Abschnitten 2.3.7 und 2.3.8 erläutert. Abschließend werden in Abschnitt 2.3.9 die interferometrischen Messgrößen anhand einfacher Beispiele illustriert.

### 2.3.1 Interferenz am Doppelspalt

Das Interferenzmuster eines Interferometers aus zwei Teleskopen entsteht analog zum Interferenzmuster beim Doppelspaltexperiment. Daher eignet sich dieses einfache Beispiel gut, um die Funktionsweise eines Interferometers sowie die zugehörigen Messgrößen zu erläutern. Zur Veranschaulichung der Funktionsweise sowie für die Definition der geometrischen Größen dient Abbildung 2.5.

Eine Punktquelle sendet Licht aus, das in großer Entfernung als näherungsweise ebene Welle auf einen Doppelspalt mit dem Spaltabstand  $B$  trifft. Bei ausreichend kleiner Abmessung der Spalte sind diese gemäß dem Huygensschen Prinzip Ausgangspunkte von Kugelwellen. Am Ort  $P$  überlagern sich die von den beiden Spalten ausgehenden elektrischen Felder  $E_1$  und  $E_2$ , die in Abhängigkeit der Zeit  $t$  mit der Amplitude  $E_0$  und der Kreisfrequenz  $\omega$  schwingen:

$$E = E_1 + E_2 = E_0 [\exp(i\omega t) + \exp(i\omega t + i\phi)]. \quad (2.20)$$

Die Phasendifferenz  $\phi$  beider Wellen am Ort  $P$  ergibt sich durch die Differenz der zurückgelegten Weglängen  $g = g_\Theta + g_\gamma$  vor und nach dem Spalt und der Wellenlänge  $\lambda$ :

$$\phi = \frac{2\pi g}{\lambda} = \frac{2\pi B (\sin \Theta + \sin \gamma)}{\lambda}. \quad (2.21)$$

Die gemessene Intensität  $I$  erhält man aus dem zeitlichen Mittel des Poynting-Vektors  $S$ :

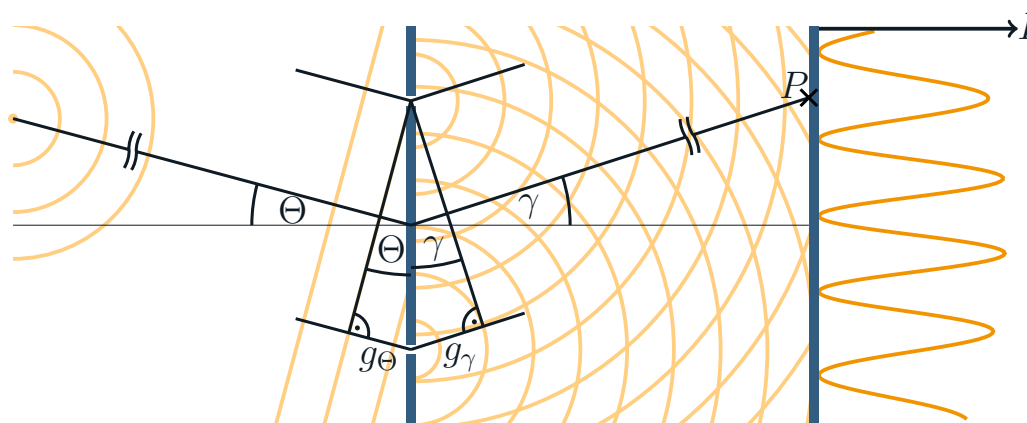
$$\begin{aligned} I = \langle S \rangle &\propto \langle E^2 \rangle = \langle E_1 E_1^* \rangle + \langle E_2 E_2^* \rangle + \langle E_1 E_2^* \rangle + \langle E_2 E_1^* \rangle \\ &= 2E_0^2 + 2E_0^2 \cos \phi \end{aligned} \quad (2.22)$$

Der Term  $\langle E_1 E_2^* \rangle$  sowie sein komplex konjugiertes  $\langle E_2 E_1^* \rangle$  beschreiben die Korrelation beider Wellen. Bei inkohärenter Strahlung stehen die Wellen in keiner festen Phasenbeziehung und diese Terme werden Null. Ist die Strahlung kohärent, interferieren die Wellen. Unter den Winkeln  $\gamma_{\max, k}$ , unter denen sich die Wellen gleichphasig treffen, interferieren sie konstruktiv und es entstehen Intensitätsmaxima:

$$\sin \gamma_{\max, k} + \sin \Theta = \frac{k\lambda}{B}, \quad k \in \{0; 1; 2; 3; \dots\}. \quad (2.23)$$

Intensitätsminima entstehen durch destruktive Interferenz bei den Winkeln  $\gamma_{\min, k}$ , bei denen sich die Wellen gegenphasig treffen:

$$\sin \gamma_{\min, k} + \sin \Theta = \frac{2k+1}{2B} \lambda, \quad k \in \{0; 1; 2; 3; \dots\}. \quad (2.24)$$



**Abb. 2.5:** Illustration der Interferenz am Doppelspalt. Eine Punktquelle emittiert Kugelwellen, die in einer großen Entfernung als näherungsweise ebene Wellenfronten auf einen Doppelspalt treffen. Beide Spalte sind Ausgangspunkte von Elementarwellen. Ist das Licht kohärent, interferieren diese miteinander. Die Intensität am Ort  $P$  wird dabei durch den Gangunterschied  $g = g_\Theta + g_\gamma$  und die Wellenlänge  $\lambda$  bestimmt. Auf einem Schirm erhält man die rechts gezeigte Intensitätsverteilung.

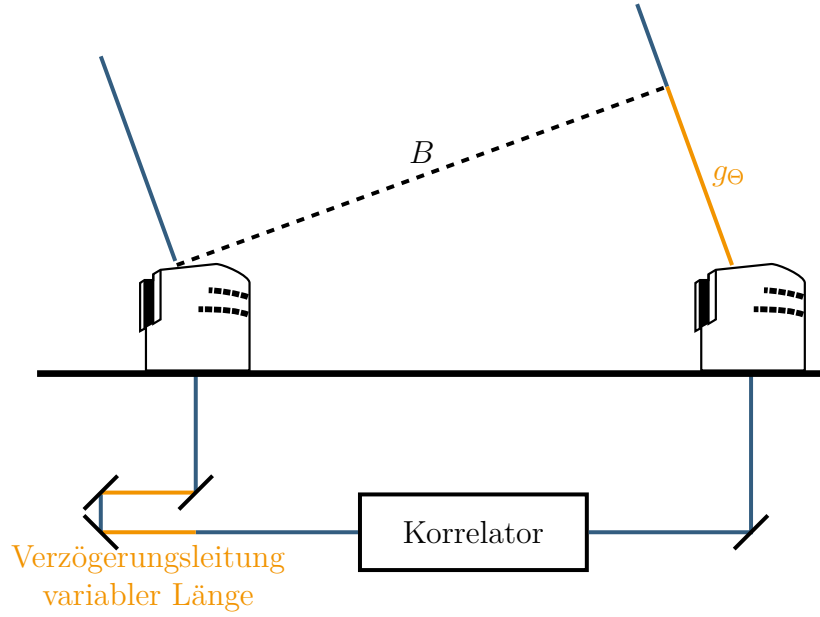
Bei astronomischen Interferometern ist der durch die großen Teleskopabstände verursachte Gangunterschied  $g_\Theta$  üblicherweise länger als die Kohärenzlänge der beobachteten Strahlung. Beim Auftreffen auf die Teleskope ist das Licht daher nicht kohärent. Um das Licht trotzdem zur Interferenz zu bringen, muss die Weglänge beider Strahlengänge angepasst werden. Dazu wird bei dem Teleskop, das dem beobachteten Objekt näher ist, der Strahlengang durch eine Verzögerungsleitung verlängert. Dies ist in Abbildung 2.6 veranschaulicht. Für das Interferenzmuster ist dann die Länge  $B$  der senkrecht zur Ausbreitungsrichtung projizierten Basislinie  $\mathbf{B}$  relevant. Auf den Zusatz “projiziert” wird häufig und so auch in dieser Arbeit verzichtet.

### 2.3.2 Das Auflösungsvermögen eines Interferometers

Das Auflösungsvermögen eines Interferometers lässt sich analog zum beugungsbegrenzten Auflösungsvermögen eines Spiegelteleskops anhand der Überlagerung der Interferenzmuster zweier Punktquellen definieren. Das von zwei zueinander inkohärenten Punktquellen erzeugte Intensitätsmuster ist gerade die Summe der gemäß Gleichung 2.22 für beide Quellen entstehenden Interferenzmuster. Dabei sind die Interferenzmuster entsprechend des Winkelabstandes beider Punktquellen gegeneinander verschoben. Man definiert die Quellen dann als aufgelöst, wenn das nullte Maximum des Interferenzmusters der ersten Quelle auf das nullte Minimum der zweiten trifft. In diesem Fall ist das gemessene Intensitätsmuster konstant. Mit den Gleichungen 2.23 und 2.24 und der Kleinwinkelnäherung erhält man das Auflösungsvermögen des Interferometers:

$$\Theta_I \approx \frac{\lambda}{2B}. \quad (2.25)$$





**Abb. 2.6:** Schematische Darstellung eines Interferometers mit einstellbarer Verzögerungsleitung zur Anpassung der Weglängendifferenz  $g_\Theta$ . Der für das Interferenzmuster relevante Teleskopabstand verringert sich durch die Anpassung der Weglängendifferenz auf die Länge der projizierte Basislinie  $B$ .

### 2.3.3 Die Messgrößen: Visibilität und Phase

Anhand der gemessenen Interferenzmuster sollen Rückschlüsse auf die beobachtete Intensitätsverteilung gezogen und daraus schließlich die Eigenschaften des beobachteten Objekts bestimmt werden. Dafür kann man sich das Van-Cittert-Zernike-Theorem zunutze machen. Dies besagt, dass der korrelierte Fluss  $\nu \propto \langle E_1 E_2^* \rangle$  gerade der Fourier-Transformierten der beobachteten Intensitätsverteilung  $\mathcal{I}(x, y)$  entspricht:

$$\nu(u, v) = \iint_{\mathbb{R}^2} \mathcal{I}(x, y) e^{-2\pi i(ux+vy)} dx dy. \quad (2.26)$$

Die Komponenten

$$u = \frac{B_x}{\lambda} = \frac{B \sin(PA)}{\lambda} \quad \text{und} \quad v = \frac{B_y}{\lambda} = \frac{B \cos(PA)}{\lambda}. \quad (2.27)$$

der Raumfrequenz  $(u, v)$  sind Funktionen der Basislinie  $\mathbf{B} = \begin{pmatrix} B_x \\ B_y \end{pmatrix}$  sowie der Wellenlänge. Der Positionswinkel  $PA$  ist der ausgehend von der  $x$ -Achse im Uhrzeigersinn bis zur Basislinie aufgespannte Winkel. Aus dem korrelierten Fluss erhält man durch Normierung auf den Gesamtfluss  $\nu(0, 0)$  die komplexe Visibilität  $\mathcal{V}$ :

$$\mathcal{V}(u, v) = \frac{\nu(u, v)}{\nu(0, 0)} = \frac{\iint_{\mathbb{R}^2} \mathcal{I}(x, y) e^{-2\pi i(ux+vy)} dx dy}{\iint_{\mathbb{R}^2} \mathcal{I}(x, y) dx dy}. \quad (2.28)$$



Der Betrag dieser komplexen Visibilität wird ebenfalls als Visibilität  $V$  bezeichnet und anhand des Kontrastes des Interferenzmusters mit den maximalen und minimalen Intensitäten  $I_{\max}$  und  $I_{\min}$  bestimmt:

$$V = |\mathcal{V}| = \frac{I_{\max} - I_{\min}}{I_{\max} + I_{\min}}. \quad (2.29)$$

Zudem wird die Phasenverschiebung  $\Phi$  des Interferenzmusters gemessen. Diese entspricht dem Argument der komplexen Visibilität  $\mathcal{V}$ .

### 2.3.4 Wahl der Raumfrequenzen

Um anhand der Fourier-Transformation die Intensitätsverteilung direkt ermitteln zu können, müsste man Visibilitäten und Phasen für eine vollständige Abdeckung der uv-Ebene messen. Gemäß Gleichung 2.27 kann man dazu die Basislinie oder die Wellenlänge variieren. Da die Intensitätsverteilung üblicherweise von der Wellenlänge abhängt, benötigt man Beobachtungen bei unendlich vielen verschiedenen Basislinien. Die Zahl der dafür zur Verfügung stehenden Teleskope ist jedoch begrenzt. Die verwendeten Basislinien müssen daher entsprechend der zu untersuchenden Strukturen in der Helligkeitsverteilung gewählt werden. Hierbei sind große Raumfrequenzen für kleine Strukturen und kleine Raumfrequenzen für große Strukturen sensitiv. Folgende Vorgehensweisen helfen dabei, die uv-Abdeckung zu optimieren:

**Anzahl der Teleskope:** Die naheliegendste Möglichkeit, die uv-Abdeckung zu optimieren, besteht in der Verwendung möglichst vieler Teleskope. Dabei steigt die Zahl der Basislinien  $N_B$  gemäß

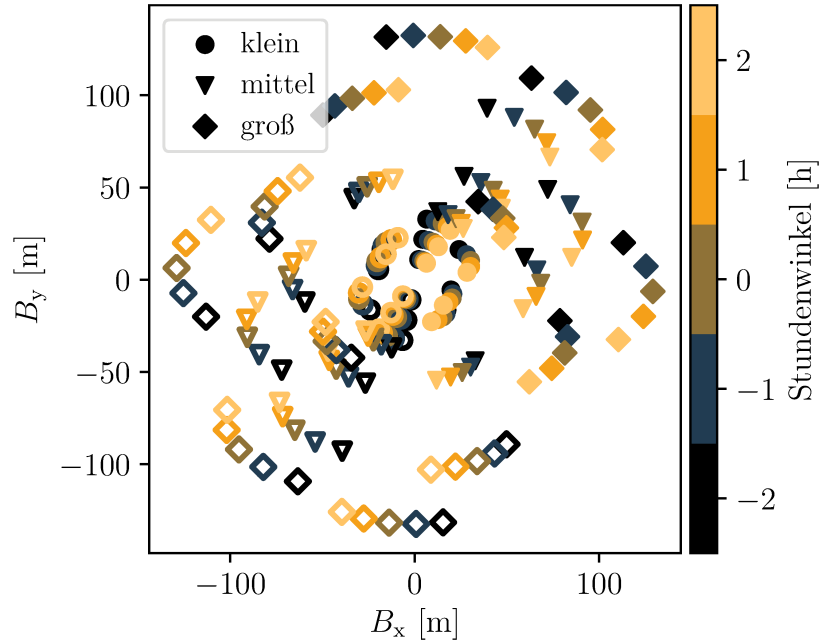
$$N_B = \frac{N_T(N_T - 1)}{2} \quad (2.30)$$

mit der Zahl der verwendeten Teleskope  $N_T$ .

**Variable Basislinien:** Bei einigen Interferometern besteht die Möglichkeit, die Position der Teleskope zu variieren. Beim *Very Large Telescope Interferometer* sind die 1,8 m-Teleskope beispielsweise auf Schienen montiert. Auf diese Weise kann die Anordnung der Teleskope und damit die uv-Abdeckung passend zu der zu untersuchenden Helligkeitsverteilung gewählt werden. Zudem bietet sich die Möglichkeit, mehrere Beobachtungen bei unterschiedlichen Positionierungen der Teleskope und damit unterschiedlicher uv-Abdeckung zu kombinieren. Dies erfordert jedoch, dass sich die Helligkeitsverteilung über diesen Zeitraum hinweg nicht signifikant ändert.

**Einfluss der Erdrotation:** Statt die tatsächlichen Abstände der Teleskope zu variieren, kann man sich die Rotation der Erde zunutze machen. Mit dem Stundenwinkel ändert sich die Position des zu beobachtenden Objektes am Himmel und damit die Ausrichtung und Länge der Basislinie. Die Ausnutzung der Erdrotation zur Variation der Basislinie erfordert ebenfalls eine über diese Zeitspanne konstante Helligkeitsverteilung.

Die verschiedenen Methoden zur Optimierung der uv-Abdeckung sind in Abbildung 2.7 illustriert.



**Abb. 2.7:** Illustration der in Abschnitt 2.3.4 genannten Möglichkeiten zur Verbesserung der uv-Abdeckung. Basis für die gezeigte Basislinien-Abdeckung sind die vier 1,8-m-Teleskope des VLTI (wird in Abschnitt 2.3.6 vorgestellt). Deren Zusammenschluss erlaubt Beobachtungen bei sechs Basislinien gleichzeitig. Dank der Montage auf Schienen können die Teleskope in unterschiedlichen Konfigurationen *klein* (●), *mittel* (▼) und *groß* (◆) positioniert werden. Wegen der Symmetrie der Fourier-Transformation  $\mathcal{V}(u,v) = \mathcal{V}^*(-u, -v)$  erhält man bei jeder Messung der Raumfrequenz  $(u,v)$  (dargestellt mit gefülltem Symbol) ebenfalls die redundante Information über die Raumfrequenz  $(-u, -v)$  (dargestellt mit Symbolumrandung). Wiederholte Beobachtungen mit den verschiedenen Konfigurationen bei jeweils fünf verschiedenen Stundenwinkeln (dargestellt durch die Farbe der Symbole) liefern insgesamt 180 Raumfrequenzen.

### 2.3.5 Messung der von der Atmosphäre beeinflussten Phasen

Neben dem Erreichen einer hinreichenden uv-Abdeckung ist bei der Interferometrie mit Wellenlängen im optischen bis mittelinfraroten Bereich zusätzlich die Messung der Phasen eine Herausforderung. Die turbulente Atmosphäre verursacht sowohl räumliche als auch zeitliche Variationen des Brechungsindex. Dies führt zu unregelmäßigen Phasenverschiebungen. Innerhalb der Spiegelfläche des Teleskops kann die resultierende Verformung der Wellenfront durch adaptive Optik ausgeglichen werden. Zwischen den Teleskopen ergibt sich jedoch ein unbekannter Phasenunterschied. Die mit zwei Teleskopen gemessene Phase  $\Phi_{1,2}^{\text{gemessen}}$  ist daher eine Kombination der gesuchten intrinsischen Phase  $\Phi_{1,2}$  und der durch die Atmosphäre verursachten

Phasenverschiebungen  $\epsilon_1$  und  $\epsilon_2$ :

$$\Phi_{1,2}^{\text{gemessen}} = \Phi_{1,2} + \epsilon_1 - \epsilon_2. \quad (2.31)$$

Durch die Kombination von mindestens drei Teleskopen kann man dieses Problem zumindest teilweise behoben werden. Dazu addiert man die gemessenen Phasen und erhält die in der englischen Fachliteratur als *closure phase* bezeichnete Phase

$$\begin{aligned} \Phi_{1,2,3} &= \Phi_{1,2}^{\text{gemessen}} + \Phi_{2,3}^{\text{gemessen}} + \Phi_{3,1}^{\text{gemessen}} \\ &= \Phi_{1,2} + \epsilon_1 - \epsilon_2 + \Phi_{2,3} + \epsilon_2 - \epsilon_3 + \Phi_{3,1} + \epsilon_3 - \epsilon_1 \\ &= \Phi_{1,2} + \Phi_{2,3} + \Phi_{3,1}, \end{aligned} \quad (2.32)$$

welche gerade der Summe der drei intrinsischen Phasen entspricht. In Anlehnung an den englischen Fachbegriff wird diese Phase in der deutschen Literatur als *Closure-Phase* bezeichnet.

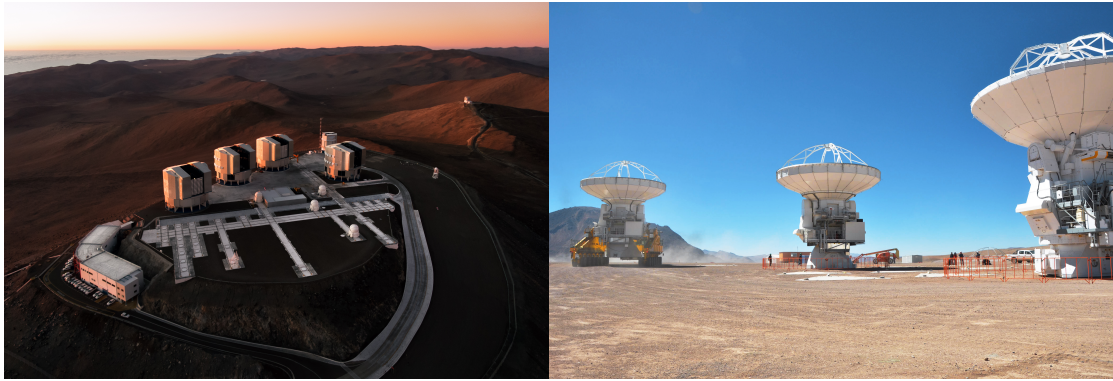
### 2.3.6 VLTI und ALMA

Echte sowie simulierte interferometerische Beobachtungen mit dem *Very Large Telescope Interferometer* (VLTI) und dem *Atacama Large Millimeter/submillimeter Array* (ALMA) sind die Basis für die in den Abschnitten 3 und 4 vorgestellten Studien. Beide Interferometer ermöglichen wegen ihres hervorragenden Auflösungsvermögens sowie der Sensitivität für vom Staub emittierter Strahlung die Untersuchung der Planetenentstehungsregion in protoplanetaren Scheiben. Im Folgenden werden die wichtigsten Merkmale beider Interferometer vorgestellt.

Das VLTI (links in Abbildung 2.8) ist ein Interferometer für Beobachtungen im nah- bis mittelinfraroten Wellenlängenbereich. Wegen der guten atmosphärischen Bedingungen befindet es sich auf dem Berg Cerro Paranal im Norden Chiles. Betrieben wird es von der Europäischen Südsternwarte (ESO). Das VLTI besteht aus vier fest installierten Großteleskopen (*engl.*: Unit Telescopes, kurz: UTs) mit Spiegeldurchmessern von 8,2 m sowie vier 1,8-m-Teleskopen (*engl.*: Auxiliary Telescopes, kurz: ATs). Die ATs sind auf Schienen montiert und können in verschiedenen Konfigurationen angeordnet werden. Die längsten Basislinien, die aktuell mit den UTs als und ATs erreicht werden, sind 130 m lang. Gemäß Gleichung 2.25 ergibt sich damit abhängig vom Wellenlängenbereich ein Auflösungsvermögen von wenigen Millibogensekunden. Bei einer typischen Entfernung nahegelegener protoplanetarer Scheiben von 140 pc können damit Strukturen aufgelöst werden, die kleiner sind als der Abstand der Erde zur Sonne.

Seit der Inbetriebnahme im Jahr 2001 standen beziehungsweise stehen verschiedene Instrumente zur Kombination der Strahlengänge zur Verfügung. Die für diese Arbeit relevanten Instrumente werden im Folgenden vorgestellt.

**MIDI:** Das *MID-infrared Interferometric instrument* (MIDI; Leinert et al. 2003) war ein Instrument, das zwischen 2003 und 2015 zur Kombination zweier Strahlengänge im mittelinfraroten Wellenlängenbereich (*N*-Band,  $\lambda = 8 - 13 \mu\text{m}$ ) genutzt wurde.



**Abb. 2.8:** *Links:* Die Aufnahme des VLTI zeigt die vier fest installierten UTs mit Spiegeldurchmessern von 8,2 m sowie die vier 1,8 m-Teleskope. Letztere sind auf Schienen montiert und können entlang dieser bewegt und neu positioniert werden (G.Hüdepohl (atacamaphoto.com)/ESO 2015). *Rechts:* Drei der insgesamt 66 ALMA-Antennen. Mit Hilfe der beiden Transporter Otto und Lore können die Antennen bewegt und millimetergenau positioniert werden. (ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)/S. Cabezón (NRAO) 2010)

Es konnten entweder zwei UTs oder zwei ATs für interferometrische Messungen bei einer Basislinie kombiniert werden. Closure-Phasen konnten entsprechend nicht gemessen werden. Die Beobachtungen konnten mit zwei verschiedenen spektralen Auflösungsvermögen von  $R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \approx 30$  oder  $R \approx 260$  durchgeführt werden.

**AMBER:** Der *Astronomical Multi-BEam combineR* (AMBER; Petrov et al. 2007) kombinierte die Strahlengänge dreier UTs oder ATs im *H*- (zentrale Wellenlänge:  $1,65 \mu\text{m}$ ) und *K*-Band (zentrale Wellenlänge:  $2,2 \mu\text{m}$ ). In beiden Bändern konnten Beobachtungen mit niedriger ( $R \approx 35$ ) und mittlerer spektraler Auflösung ( $R \approx 1500$ ) durchgeführt werden. Im *K*-Band bestand zusätzlich die Möglichkeit für Beobachtungen mit hoher spektraler Auflösung ( $R \approx 12000$ ). Im Jahr 2018 wurde der Betrieb eingestellt.

**PIONIER:** Mit dem *Precision Integrated-Optics Near-infrared Imaging ExpeRiment* (PIONIER; Le Bouquin et al. 2011) können die Strahlengänge der vier UTs oder der vier ATs im *H*-Band (Zentrale Wellenlänge  $1,65 \mu\text{m}$ ) kombiniert werden. Damit können Visibilitäten bei sechs Basislinien sowie vier Closure-Phasen gleichzeitig gemessen werden. Die Beobachtungen können mit ein ( $R \approx 5$ ) bis sechs ( $R \approx 30$ ) spektralen Kanälen durchgeführt werden, in früheren Beobachtungen konnten bis zu sieben Kanäle genutzt werden.

**MATISSE:** Das *Multi AperTure mid-Infrared SpectroScopic Experiment* (MATISSE; Lopez et al. 2014) ist der Nachfolger von MIDI. Es kombiniert entweder die vier UTs oder die vier ATs für gleichzeitige Beobachtungen im *L*- ( $\lambda = 2,8 - 4,0 \mu\text{m}$ ), *M*- ( $\lambda = 4,5 - 5,0 \mu\text{m}$ ) und *N*-Band ( $\lambda = 8 - 13 \mu\text{m}$ ). Dabei ermöglicht es verschiedene spektrale Auflösungen,  $R \approx 30, 500, 1000$  und  $3500$  im *L*- und *M*-Band sowie  $R \approx 30$  und  $220$  im *N*-Band. MATISSE steht seit April 2019 für wissenschaftliche

Beobachtungen zur Verfügung. Erste Beobachtungen im  $L$ -Band wurden kürzlich veröffentlicht (Kirchschlager et al. 2020).

ALMA (rechts in Abbildung 2.8) ist ein Radio-Interferometer, dass acht Wellenlängenbänder zwischen 0,32 bis 3,6 mm abdeckt. Es befindet sich auf der Hochebene Chajnantor in der chilenischen Atacama-Wüste und wird von der ESO betrieben. ALMA besteht aus 66 Antennen. 12 der Antennen haben einen Durchmesser von sieben Metern und werden in einer kompakten Konfiguration zu Basislinien mit einer maximalen Länge von 45 m kombiniert. Die übrigen 54 Antennen haben einen Durchmesser von 12 m. Sie lassen sich mit Hilfe von zwei Transportern *Otto* und *Lore* bewegen und millimetergenau positionieren. Mindestens 43 der 12-m-Antennen werden so in zehn verschiedenen Konfigurationen angeordnet, deren maximale Basislinien zwischen 160 m und 16 km lang sind. Mit der Messung von Visibilitäten und Phasen bei mehr als 900 Basislinien gleichzeitig liefert ALMA eine hervorragende uv-Abdeckung. Je nach Wellenlängenbereich wird dabei ein Auflösungsvermögen von wenigen 10 mas erreicht. Damit lassen sich au-große Strukturen nahegelegener protoplanetarer Scheiben auflösen.

### 2.3.7 Aufbereitung der AMBER-Rohdaten

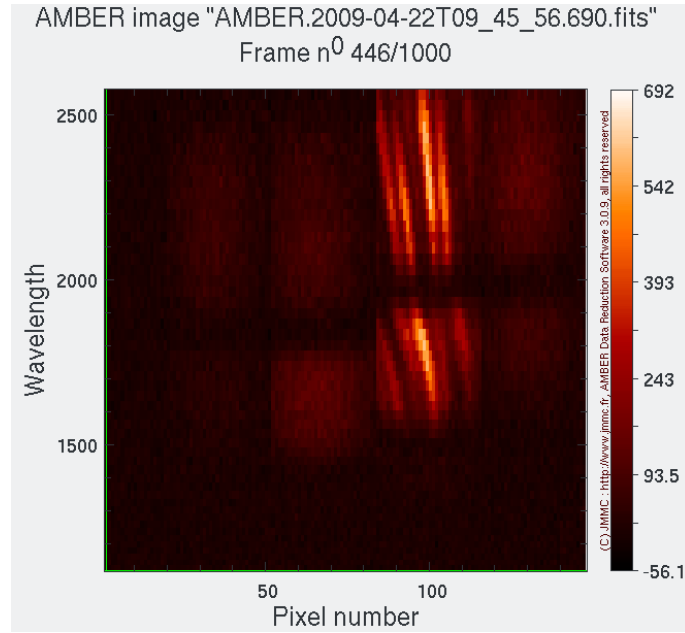
In Abschnitt 4 werden interferometrische Beobachtungen der Instrumente MIDI, AMBER und PIONIER ausgewertet. Die mit MIDI und PIONIER durchgeführten Beobachtungen liegen bereits reduziert und kalibriert vor und können direkt ausgewertet werden. Die AMBER-Daten sind hingegen Rohdaten und werden mithilfe der Software `amdlib`<sup>3</sup> (Version 3.0.9) gemäß der in Tatulli und Duvert (2007) und Chelli et al. (2009) beschriebenen Vorgehensweisen reduziert und kalibriert. Die wichtigsten Schritte dieses Prozesses werden im Folgenden kurz erläutert.

Die AMBER-Rohdaten bestehen aus einer Serie von Einzelaufnahmen des Interferenzmusters sowie photometrischer Messungen der drei Teleskope. Eine solche Einzelaufnahme ist beispielhaft in Abbildung 2.9 gezeigt. Für die Aufnahmen wird zunächst der Detektor kalibriert. Mithilfe von Dunkelbildern wird das durch den Dunkelstrom verursachte Rauschen entfernt. Mit Weißbildern werden Artefakte, die durch Verunreinigungen oder unterschiedliche Pixelsensitivitäten entstehen, beseitigt. Zudem werden defekte Pixel maskiert.

Anschließend werden aus den Interferenzmustern Visibilitäten und Closure-Phasen bestimmt. Dazu wird ein Ansatz genutzt, der auf der in der englischen Fachliteratur als *pixel to visibility matrix* bezeichneten Matrix basiert (Tatulli et al. 2007).

Da die turbulente Atmosphäre während der Belichtungszeit zu Variationen der Position des Interferenzmusters führt, wird das gemessene Interferenzmuster verschmiert und der Kontrast verringert. Daher ist die so ermittelte Visibilität  $V_{\text{gemessen}}$  geringer als die entsprechend der Intensitätsverteilung zu erwartende Visibilität  $V_{\text{theo}}$ .

<sup>3</sup> Verfügbar unter [www.jmmc.fr/english/tools/data-processing/other-instruments-81/amber](http://www.jmmc.fr/english/tools/data-processing/other-instruments-81/amber)



**Abb. 2.9:** Rohdaten von V856 Sco aufgenommen mit AMBER. Die Beobachtung von V856 Sco besteht aus einer Serie von 1000 Einzelaufnahmen, von denen hier beispielhaft das Detektorbild der 446sten Aufnahme gezeigt ist. In horizontaler Richtung ist der Detektor in 4 Spalten unterteilt. Die erste, zweite und vierte Spalte enthalten die photometrischen Messungen der drei Teleskope. In der dritten Spalte befindet sich das Interferenzmuster. Entlang der vertikalen Richtung ist der Detektor in spektrale Kanäle unterteilt. Das Bild wurde mit der Routine `amdlibShowRawData` der Datenreduktionssoftware `amdlib` erzeugt.

Dieser Einfluss wird durch die Transferfunktion

$$\mathcal{T} = \frac{V_{\text{gemessen}}}{V_{\text{theo}}} \quad (2.33)$$

beschrieben. Die Transferfunktion kann mithilfe von Kalibratorsternen ermittelt werden. Dazu werden möglichst zeitnah sowie räumlich nah zum beobachteten Objekt Beobachtungen eines Kalibratorsterns mit bekanntem Durchmesser durchgeführt. Unter der Annahme, dass die Intensitätsverteilung des Sterns einer homogenen Kreisscheibe entspricht, lässt sich die für den Kalibratorstern zu erwartende Visibilität  $V_{\text{cal,theo}}$  mithilfe der in Abschnitt 2.3.9 in Tabelle 2.1 genannten Gleichung berechnen. Der Vergleich der gemessenen und theoretisch zu erwartenden Visibilität gemäß Gleichung 2.33 liefert die Transferfunktion. Mit dieser können dann die gemessenen Visibilitäten des beobachteten Objektes kalibriert werden.

### 2.3.8 Simulation interferometrischer Beobachtungen

Neben echten Beobachtungen mit verschiedenen VLTI-Instrumenten bilden simulierte interferometrische Beobachtungen mit dem VLTI und mit ALMA die Basis für diese



Arbeit. Die Analyse interferometrischer Beobachtungen mit beiden Interferometern unterscheidet sich wegen der uv-Abdeckung. Beobachtungen mit dem VLTI sind üblicherweise auf wenige bis einige zehn Raumfrequenzen beschränkt. Die Visibilitäten und Closure-Phasen werden daher üblicherweise direkt analysiert. Die mit ALMA gemessenen Visibilitäten und Phasen werden wegen der deutlich besseren uv-Abdeckung üblicherweise genutzt, um die Intensitätsverteilung zu rekonstruieren, welche dann wiederum die Grundlage für die Analyse bildet.

Ausgangspunkt für die Erstellung synthetischer Beobachtungen sowohl mit dem VLTI als auch mit ALMA sind mit Mo13D erstellte wellenlängenabhängige Intensitätskarten. Deren Auflösung muss entsprechend der Auflösungsvermögen der Interferometer gewählt werden. Die Obergrenze der Pixelgröße lässt sich dafür mit Gleichung 2.25 bestimmen. Allerdings sollten die Pixel deutlich kleiner sein, denn bereits bei kürzeren Basislinien als der auflösenden sind die Einflüsse der durch die Pixelkanten verursachten Strukturen bemerkbar. Um die benötigte Pixelzahl zu ermitteln, werden für ausgewählte Intensitätskarten Testsimulationen mit unterschiedlicher Auflösung berechnet.

**Synthetische Beobachtungen mit dem VLTI:** Visibilitäten und Phasen werden mithilfe eines python-Skriptes<sup>4</sup> berechnet. Zunächst wird die uv-Abdeckung anhand der Koordinaten der verwendeten Teleskope<sup>5</sup> und der Koordinaten der zu beobachtenden Intensitätsverteilung ermittelt. Anschließend werden basierend auf der wellenlängenabhängigen Intensitätsverteilung mithilfe der schnellen Fourier-Transformation Visibilitäten und Phasen für die gegebenen uv-Koordinaten berechnet.

**Synthetische Beobachtungen mit ALMA:** Interferometrische Beobachtungen mit ALMA werden mithilfe der Software CASA<sup>6</sup> (Version 4.7.1; McMullin et al. 2007) simuliert. Ausführliche Informationen finden sich auf der CASA-Website<sup>7</sup>, auf der CASA-Anleitungswebsite<sup>8</sup> und im Handbuch (Ott und Kern 2017).

Im ersten Schritt wird die Routine `simobserve` genutzt, um Visibilitäten und Phasen für eine gegebene Intensitätsverteilung zu ermitteln. Auch `simobserve` nutzt die Position der zu beobachtenden Intensitätsverteilung am Himmel sowie die Koordinaten der Antennen<sup>9</sup> zur Bestimmung der uv-Abdeckung. Die Visibilitäten und Phasen werden mit der schnellen Fourier-Transformation berechnet und können anschließend mit Rauschen versehen werden. Dazu werden die Messunsicherheiten für einen gegebenen Wert von in der Atmosphäre vorhandenem Wasserdampf (engl.: *precipitable water vapor*, *PWV*) berechnet. Die daraus für die Intensitätskarten

<sup>4</sup> Dieses Skript wurde von Florian Ober entwickelt, von Robert Brunngräber weiterentwickelt und zur Verfügung gestellt.

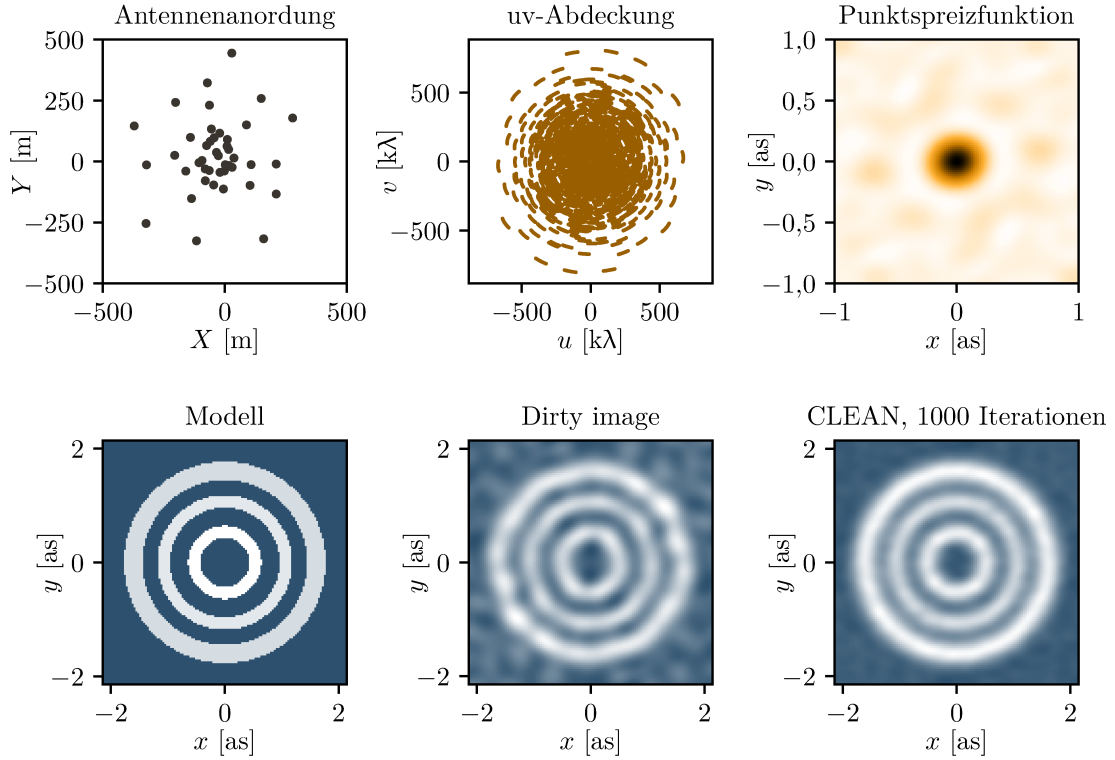
<sup>5</sup> Verfügbar unter <https://www.eso.org/observing/etc/doc/viscalc/vltistations.html>

<sup>6</sup> Verfügbar unter [https://casa.nrao.edu/casa\\_obtaining.shtml](https://casa.nrao.edu/casa_obtaining.shtml)

<sup>7</sup> <https://casa.nrao.edu/index.shtml>

<sup>8</sup> <http://casaguides.nrao.edu>

<sup>9</sup> Verfügbar unter <https://almascience.nrao.edu/tools/casa-simulator>



**Abb. 2.10:** Simulation einer interferometrischen ALMA-Beobachtungen der *unten links* gezeigten Intensitätsverteilung mit **CASA**. Die Antennenanordnung (*oben links*) entspricht der Konfiguration C43-4 des 5. ALMA-Beobachtungszyklus. Mit einer einstündigen Beobachtung bei einer Wellenlänge von 1 mm ergibt sich die *oben mittig* gezeigte uv-Abdeckung. Die entsprechende Punktspreizfunktion ist *oben rechts* gezeigt. Für typische atmosphärische Bedingungen ( $PWV = 1,262$  mm) liefern die Routinen **simobserve** und **simanalyze** das *unten mittig* gezeigte “dirty image”. Mithilfe des CLEAN-Algorithmus unter Nutzung von 1000 Iteration erhält man die *unten rechts* gezeigte synthetische ALMA Beobachtung. Die ideale Punktspreizfunktion entspricht einer Gaußverteilung mit einer großen Halbachse von 0,32 Bogensekunden (as) und einer kleinen Halbachse von 0,28 as.

resultierenden Messunsicherheiten lassen sich auch unabhängig von **CASA** mit dem **ALMA Sensitivity Calculator**<sup>10</sup> berechnen.

Im zweiten Schritt wird aus den Visibilitäten und Phasen mit der Routine **simanalyze** ein synthetisches Bild erzeugt. Dazu wird der CLEAN-Algorithmus (Högbom 1974) in der von Clark (1980) vorgeschlagenen Implementierung verwendet. Abbildung 2.10 dient zur Illustration dieses Prozesses. Zunächst wird die uv-Ebene aufgefüllt, indem für fehlende uv-Punkte die Visibilitäten und Phasen auf Null gesetzt werden. Anschließend wird mithilfe der schnellen Fourier-Transformation die Intensitätskarte berechnet (unten mittig in Abbildung 2.10). Diese Intensitätskarte

<sup>10</sup> <https://almascience.eso.org/proposing/sensitivity-calculator>



entspricht der Faltung der tatsächlichen Intensitätsverteilung (unten links in Abbildung 2.10) mit der Punktspreizfunktion des Interferometers (oben rechts in Abbildung 2.10). Die Punktspreizfunktion ist gerade die Fourier-Transformation der uv-Abdeckung<sup>11</sup> (oben mittig in Abbildung 2.10). Sie wird auch als *beam* bezeichnet und gibt an, wie eine Punktquelle mit dem Interferometer abgebildet werden würde. Wegen der unregelmäßigen uv-Abdeckung weisen die Punktspreizfunktion sowie die berechnete Intensitätskarte Unregelmäßigkeiten auf. Entsprechend werden sie in der englischen Fachliteratur als *dirty beam* beziehungsweise als *dirty image* bezeichnet. Die Grundidee des CLEAN-Algorithmus ist, die Intensitätskarte zu bereinigen, indem man die unregelmäßige Punktspreizfunktion nachträglich durch eine ideale gaußverteilte Punktspreizfunktion vergleichbarer Größe ersetzt. Dazu wird in der berechneten Intensitätskarte der Ort maximaler Intensität ermittelt. Zentriert auf diesen Punkt wird die entsprechend der Intensität normierte Punktspreizfunktion subtrahiert. In ein weiteres Bild, das sogenannte *clean image* (unten rechts in Abbildung 2.10), wird an gleicher Stelle eine entsprechend der Intensität normierte gaußverteilte Punktspreizfunktion addiert. Dieser Prozess wird wiederholt, bis entweder die maximale Intensität im Ausgangsbild der Messgenauigkeit entspricht oder eine vorgegebene Anzahl Iterationen erreicht ist. Das unten rechts in Abbildung 2.10 gezeigte bereinigte Bild ergibt sich für 1000 Iterationen.

### 2.3.9 Visibilitäten und Phasen einfacher Intensitätsverteilung

Abschließend werden in diesem Abschnitt Beispiele für Visibilitäten und Phasen einfacher Intensitätsverteilungen gezeigt. Zum einen dienen diese Beispiele zur Veranschaulichung der interferometrischen Messgrößen. Zum anderen wird die korrekte Funktionsweise des zur Berechnung der Visibilitäten und Phasen verwendeten `python`-Skriptes gezeigt.

Gleichungen zur Berechnung der komplexen Visibilität einfacher Helligkeitsverteilungen<sup>12</sup> sind in Tabelle 2.1 aufgelistet. In Abbildung 2.11 sind zwei Beispiele illustriert. Anhand dieser lassen sich einige Eigenschaften von Visibilitäten und Phasen erkennen, deren Kenntnis für die Analyse interferometrischer Beobachtungen hilfreich ist.

Per Definition kann die Visibilität Werte zwischen null und eins annehmen. Sie ist ein Maß für den Kontrast der beobachteten Intensitätsverteilung und enthält daher keine Informationen über absolute Intensitätswerte. Für eine verschwindende Raumfrequenz hat die Visibilität den Wert Eins. Mit größer werdender Basislinie und damit steigender Raumfrequenz nimmt sie ab. Sobald die Visibilität den Wert Null annimmt, spricht man davon, dass die beobachtete Struktur aufgelöst wird. Die Position der Nullstelle ist allerdings von der beobachteten Intensitätsverteilung abhängig und liegt nur im Fall zweier gleich heller Punktquellen bei der durch die

<sup>11</sup> Dabei können die uv-Punkte unterschiedlich gewichtet werden. Für die im Rahmen dieser Arbeit durchgeführten Simulationen wird die Briggs-Gewichtung (Briggs 1995) verwendet.

<sup>12</sup> Eine gute Hilfestellung zur Berechnung von Visibilitäten und Phasen einfacher Intensitätsverteilungen bietet die Einführung von Berger und Segransan (2007).

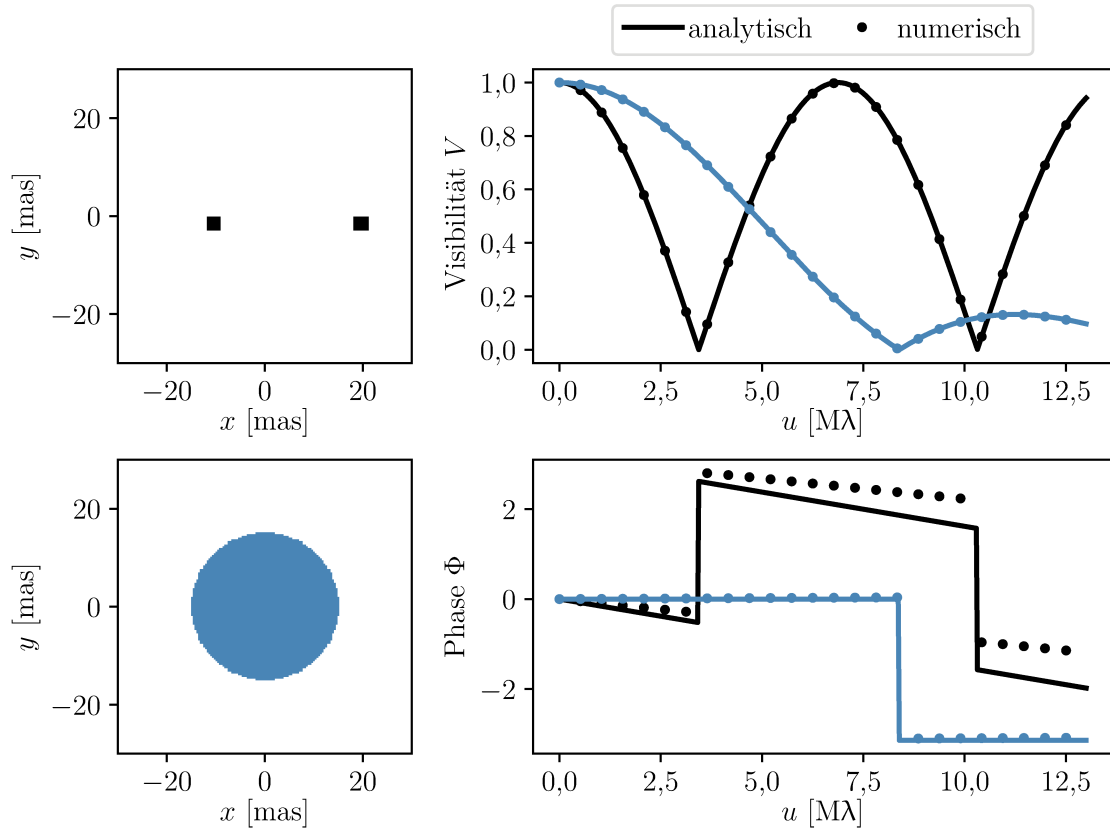
**Tabelle 2.1:** Komplexe Visibilitäten einfacher Intensitätsverteilungen. Rotations-symmetrische Intensitätsverteilungen sind in Polarkoordinaten angegeben mit  $\rho = \sqrt{x^2 + y^2}$ . Die Raumfrequenz  $r$  ist entsprechend durch  $r = \sqrt{u^2 + v^2}$  gegeben.  $J_1$  ist die Bessel-Funktion erster Gattung erster Ordnung.

Intensitätsverteilung $I$	komplexe Visibilität $\nu$
Punktquelle: $I(x,y) = I_0 \delta(x - x_0, y - y_0)$	$\nu(u,v) = e^{-2\pi i(ux_0 + vy_0)}$
$N$ Punktquellen: $I(x,y) = \sum_{j=0}^N I_{0,j} \delta(x - x_j, y - y_j)$	$\nu(u,v) = \frac{1}{\sum_{j=0}^N I_{0,j}} \sum_{j=0}^N I_{0,j} e^{-2\pi i(ux_j + vy_j)}$
Gaußverteilung: $I(x,y) = \frac{4 \ln 2}{\pi \xi^2} e^{-\frac{4 \ln 2}{\xi^2}(x^2 + y^2)}$	$\nu(u,v) = e^{-\frac{\pi^2 \xi^2}{4 \ln 2}(u^2 + v^2)}$
Kreisscheibe: $I(\rho) = \begin{cases} I_0, & \rho \leq R_a \\ 0, & \rho > R_a \end{cases}$	$\nu(r) = \frac{J_1(2\pi r R_a)}{\pi R_a r}$
Kreisring: $I(\rho) = \begin{cases} I_0, & R_i \leq \rho \leq R_a \\ 0, & \text{sonst} \end{cases}$	$\nu(r) = \frac{R_a J_1(2\pi r R_a) - R_i J_1(2\pi r R_i)}{r \pi (R_a^2 - R_i^2)}$

Gleichung 2.25 gegebenen Raumfrequenz. Beispielsweise ist die Raumfrequenz, bei der die in Abbildung 2.11 gezeigte Kreisscheibe mit einem Durchmesser von 30 mas aufgelöst wird, etwa 2,4-mal größer als die Raumfrequenz, bei der zwei Punktquellen mit vergleichbarem Abstand aufgelöst werden.

Solange die räumliche Struktur der beobachteten Intensitätsverteilung nicht aufgelöst wird, die Visibilität jedoch signifikant kleiner ist als eins, wird sie als *teilweise aufgelöst* bezeichnet. Die Tatsache, dass Strukturen, die kleiner sind als das Auflösungsvermögen, zu einer Verringerung der Visibilität führen, ist relevant für die numerischen Berechnung der Visibilitäten und Phasen. Wegen der endlichen Pixelgröße entspricht die gezeigte Intensitätskarte zweier Punktquellen tatsächlich einer Intensitätsverteilung bestehend aus zwei Quadraten, die im betrachteten Raumfrequenzbereich teilweise aufgelöst werden. Dadurch treten insbesondere bei großen Raumfrequenzen Abweichungen der numerisch bestimmten Visibilitäten und Phasen von der analytischen Lösung auf.

Die Phasen können Werte zwischen  $-\pi$  und  $+\pi$  annehmen. Für Raumfrequenzen, bei denen die Visibilität ein Minimum hat, treten Phasensprünge auf. Die gemessenen Phasen geben Auskunft über die Punktsymmetrie der beobachteten Intensitätsverteilung. Ist die beobachtete Intensitätsverteilung entlang der Ausrichtung der Basislinie punktsymmetrisch, so hat die gemessene Phase den Wert null.



**Abb. 2.11:** Visibilitäten (*oben rechts*) und Phasen (*unten rechts*) einfacher Helligkeitsverteilungen (*oben links*: zwei Punktquellen, *unten links*: Kreisscheibe). Die mit durchgezogenen Linien dargestellten Visibilitäten und Phasen ergeben sich mit den in Tabelle 2.1 gegebenen Gleichungen. Mit dem `python`-Skript berechnete Visibilitäten und Phasen sind mit Punkten markiert. Die endliche Größe der Pixel führt zu Abweichungen, die sich besonders bei größeren Raumfrequenzen bemerkbar machen. Die Pixel der Intensitätskarte mit zwei Punktquellen haben eine Größe von 3 mas, bei der Kreisscheibe beträgt die Pixelgröße 0,3 mas.

Entsprechend sind die Phasen rotationssymmetrischer Intensitätsverteilungen, wie beispielsweise die Gaußverteilung, die zur Modellierung protoplanetarer Scheiben genutzt wird, null. Abweichung der gemessenen Phase von null sind ein Indiz für Asymmetrien in der Scheibenstruktur.



## Das Potential kombinierter MATISSE- und ALMA-Beobachtungen

---

Credit: Kobus et al., A&A, 622, A147, 2019, reproduced with permission © ESO.

*Die Untersuchung des in der innersten Region protoplanetarer Scheiben für die Bildung von Planeten zur Verfügung stehenden Materials erfordert räumlich aufgelöste Beobachtung bei unterschiedlichen Wellenlängen. Für die Untersuchung der räumlichen Verteilung des Staubes sind komplementäre Beobachtungen im mittleren Infrarot mit dem VLTI-Instrument MATISSE sowie im (sub-)mm Wellenlängenbereich mit ALMA besonders vielversprechend. Aufgrund der temperaturabhängigen Emission der Staubkörner und der unterschiedlichen optischen Tiefen in den verschiedenen Wellenlängenbereichen sind beide Instrumente für Staub in unterschiedlichen Scheibenschichten sensitiv. In der folgenden Studie wird das Potential der Kombination von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen zur Bestimmung der radialen und vertikalen Struktur der innersten fünf Astronomischen Einheiten protoplanetarer Scheiben untersucht. Zu diesem Zweck werden synthetische Beobachtungen mit beiden Instrumenten simuliert und der Einfluss grundlegender Scheibenparameter untersucht. Die anschließende Bestimmung der Anforderungen an Beobachtungen mit MATISSE und ALMA zur Einschränkung der Scheibenstruktur liefert wichtige Vorhersagen für künftige Beobachtungen mit beiden Instrumenten. Die in diesem Kapitel vorgestellte Studie wurde in Kobus, Wolf und Brunngräber (2019) im Fachmagazin Astronomy & Astrophysics veröffentlicht.*

## 3.1 Einleitung

Die Kenntnis der physikalischen Eigenschaften protoplanetarischer Scheiben ist Voraussetzung für die Wahl sinnvoller Anfangs- und Randbedingungen zur Optimierung bestehender Planetenentstehungsmodelle. Wesentliche Anfangsbedingungen sind die Masse und die Verteilung des für die Bildung der Planeten zur Verfügung stehenden Materials. Hierfür wird häufig die in der englischen Fachliteratur als *minimum mass solar nebula* (MMSN, dt.: *Solarer Nebel mit minimaler Masse*) bezeichnete Scheibe herangezogen. Der MMSN ist gerade die protoplanetare Scheibe, deren Masse und Struktur die Entstehung der Planeten unseres Sonnensystems ermöglichen würde, und hat eine Flächendichte von  $\Sigma = 1700 \left(\frac{r}{1 \text{ au}}\right)^{-1.5} \text{ g cm}^{-2}$  (Hayashi 1981). Die Bestimmung des MMSN beruht auf den Annahmen, dass a) die Planeten aus dem zur Verfügung stehenden Material mit einer Effizienz von 100 % entstehen und b) die finalen Umlaufbahnen der Planeten den Entstehungsorten entsprechen.

Da die Entstehung der nahe ihrer Zentralsterne gefundenen massereichen Exoplaneten eine protoplanetare Scheibe mit einem deutlich dichterem Zentrum erfordert, wird statt des MMSN auch der *minimum mass extrasolar nebula* (MMEN, dt.: *Extrasolarer Nebel mit minimaler Masse*; Chiang und Laughlin 2013) verwendet. Dieser wird unter den bereits genannten Annahmen analog zum MMSN auf Basis gefundener Exoplaneten ermittelt.

Beide Modelle haben jedoch die Schwäche, dass die Gültigkeit beider Annahmen a) hundertprozentiger Effizienz und b) die in-situ Planetenentstehung fraglich ist. Neben der Planetenentstehung wirken weitere Mechanismen wie zum Beispiel Akkretion (Hartmann et al. 2016) und Photoevaporation (Owen et al. 2012) an der Auflösung der Scheibe und beeinflussen damit die Menge und Verteilung des zu unterschiedlichen Zeiten des Planetenentstehungsprozesses zur Verfügung stehenden Materials. Zudem geht man davon aus, dass verschiedene Prozesse, wie zum Beispiel die Akkretion zentimeter- bis metergroßer Staubkörper auf die Planetesimale (Johansen und Lambrechts 2017) oder Migration (Ogihara et al. 2015), dazu führen, dass der Ort des Ursprungsmaterials von der finalen Umlaufbahn des Planeten abweicht.

Um bessere Anfangsbedingungen für Planetenentstehungsmodelle zu erhalten, ist die Bestimmung der Staubbichteverteilung in der potentiellen Planetenentstehungsregion protoplanetarischer Scheiben unumgänglich. Um Mehrdeutigkeiten zu vermeiden, werden hierfür hochauflösende Beobachtungen bei unterschiedlichen Wellenlängen benötigt. Der Vorteil von Multi-Wellenlängen-Beobachtungen rührt zum einen von der wellenlängenabhängigen optischen Tiefe der Staubscheibe. Beobachtungen bei unterschiedlichen Wellenlängen sind daher für verschiedene Scheibenregionen sensitiv. Bei großer optischer Tiefe tragen lediglich die obersten Schichten der Scheibe zum gemessenen Fluss bei. Mit abnehmender optischer Tiefe trägt zunehmend auch Strahlung aus dem Scheibeninneren bei. Zum anderen ist das abgestrahlte Spektrum der Staubkörner sowohl von deren Temperatur als auch ihrer Korngröße abhängig. Daher tragen je nach Wellenlänge Staubkörner mit unterschiedlichen Temperaturen und Korngrößen zur gemessenen Strahlung bei. Die Modellierung einer Beobachtung bei

nur einer Wellenlänge führt zu mehrdeutigen Ergebnissen. Für die Untersuchung der Struktur der innersten Astronomischen Einheiten protoplanetarer Scheiben werden daher hochauflösende Beobachtungen bei verschiedenen Wellenlängen benötigt.

Besonders vielversprechend ist hierbei die Kombination von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen. Mit Auflösungsvermögen von bis zu 3 mas im Fall von MATISSE beziehungsweise 18 mas im Fall von ALMA (im fünften Beobachtungszyklus; [ALMA Partnership et al. 2017](#)) ermöglichen beide Interferometer räumlich aufgelöste Beobachtungen der innersten 5 au nahegelegener protoplanetarer Scheiben. MATISSE – zum Zeitpunkt der Durchführung dieser Studie noch im Aufbau und seit April 2019 im wissenschaftlichen Beobachtungsbetrieb befindlich – ermöglicht gleichzeitige Beobachtungen bei sechs Basislinien im *L*- (2,8 bis 4,0  $\mu\text{m}$ ), *M*- (4,5 bis 5,0  $\mu\text{m}$ ) und *N*-Band (8 bis 13  $\mu\text{m}$ ). Dieser umfangreiche Wellenlängenbereich erlaubt die Untersuchung des warmen (zwischen etwa 220 K und 1000 K<sup>1</sup>) Staubes in den oberen Schichten protoplanetarer Scheiben. ALMA ist mit Beobachtungen bei Wellenlängen zwischen 0,32 bis 3,6 mm sensitiv für kalte Staubkörner nahe der Mittelebene protoplanetarer Scheiben.

In der im Folgenden vorgestellten Studie wird das Potential der Kombination von Beobachtungen mit MATISSE und ALMA hinsichtlich der Möglichkeit zur Bestimmung der Struktur der innersten 5 au nahegelegener protoplanetarer Scheiben untersucht. Hierfür werden zunächst Anforderungen an die Beobachtungen mit beiden Instrumenten zur Einschränkung der radialen Staubverteilung sowie der Skalenhöhe und der Aufweitung der Scheibe ermittelt. Durch den Vergleich mit den Spezifikationen beider Instrumente werden schließlich Vorhersagen über die Beobachtbarkeit der radialen und vertikalen Struktur der potentiellen Planetenentstehungsregion protoplanetarer Scheiben gemacht und das Potential der komplementären Beobachtungen diesbezüglich ermittelt.

## 3.2 Vorgehensweise

Um die geplanten Vorhersagen zu treffen, wird folgendermaßen vorgegangen. Die in Abschnitt 2.1.2 beschriebene parametrisierte Staumdichteverteilung stellt den Ausgangspunkt dar. Durch die Variation der Parameter  $\alpha$ ,  $\beta$  und  $h_0$  ergeben sich Scheiben mit unterschiedlicher radialer und vertikaler Struktur. Dies wird in Abschnitt 3.2.1 erläutert. Für die unterschiedlichen Scheibenmodelle werden entsprechend der in Abschnitt 3.2.2 beschriebenen Vorgehensweise zunächst Strahlungstransportsimulationen durchgeführt. Diese liefern ideale Helligkeitsverteilungen für die mit MATISSE und ALMA beobachtbaren Wellenlängenbereiche. Basierend auf den Helligkeitsverteilungen werden anschließend interferometrische Beobachtungen mit MATISSE und ALMA simuliert (Abschnitt 3.2.3). Anhand derer wird der Einfluss der radialen und vertikalen Scheibenstruktur auf die interferometrischen Beobachtungsgrößen ermittelt (Abschnitte 3.3.1 und 3.3.2). Der Vergleich der gefundenen Abweichung mit den in

---

<sup>1</sup> Abgeschätzt anhand des Wienschen Verschiebungsgesetzes (vgl. Gleichung 2.6)

Abschnitt 3.2.3 gegebenen für die Instrumente zu erwartenden Messgenauigkeiten erlaubt es schließlich, Rückschlüsse auf die Möglichkeit zur Einschränkung der Struktur der innersten 5 au protoplanetarer Scheiben zu ziehen. Dabei wird zunächst für jedes Instrument unabhängig ermittelt, inwieweit sich die Scheibenstruktur anhand von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen bestimmen lässt (Abschnitt 3.3.3). Schließlich werden in Abschnitt 3.3.4 die Möglichkeiten zur Einschränkung der radialen und vertikalen Dichteverteilung beider Instrumente kombiniert und so der Nutzen der Kombination von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen bestimmt.

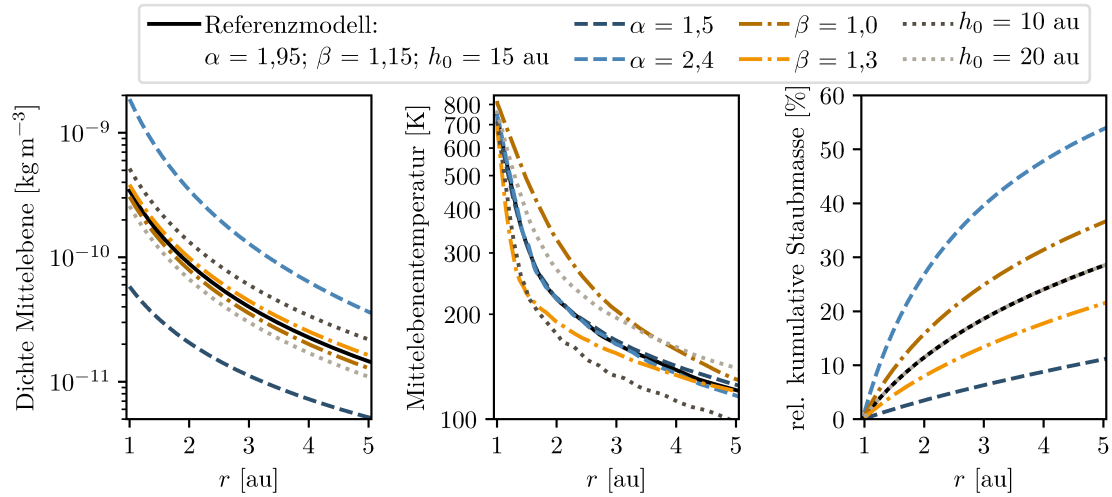
### 3.2.1 Modell

Ausgangspunkt für die Simulation der interferometrischen Beobachtungen bildet das im folgenden vorgestellte Modell. Es besteht aus einer protoplanetaren Scheibe, die durch eine dreidimensionale Staubbichteverteilung sowie durch die Eigenschaften des enthaltenen Staubes charakterisiert wird, und einem Vorhauptreihenstern im Zentrum, der als Schwarzer Strahler approximiert und durch seine Effektivtemperatur und Leuchtkraft beschrieben wird. Die Wahl der Modellparameter wird im Folgenden detailliert beschrieben. Eine Zusammenfassung findet sich in Tabelle 3.1.

**Zentralstern:** Da Beobachtungen mit MATISSE auf leuchtkräftige Objekte beschränkt sind, wird als Zentralstern ein Herbig-Stern gewählt. Für diesen wird eine Effektivtemperatur von  $T_{\text{eff}} = 9750 \text{ K}$  und eine Leuchtkraft von  $L_{\star} = 32 L_{\odot}$  angenommen. Beide Werte sind typisch für Herbig-Sterne und basieren auf der Analyse von 91 Sternspektren durchgeführt von Fairlamb et al. (2015).

**Scheibenstruktur:** Die Struktur der Scheibe wird entsprechend der in Abschnitt 2.1.2 in den Gleichungen 2.1 - 2.3 gegebenen Verteilung beschrieben. Die radiale und vertikale Scheibenstruktur lässt sich durch die Parameter  $\alpha$ ,  $\beta$  und  $h_0$  variieren. Für die Variationen des radialen Dichteprofiles werden sieben verschiedene Werte für den Parameter  $\alpha$  im Bereich von 1,5 bis 2,4 gewählt. Dabei steigt mit höherem  $\alpha$  die Dichte im inneren Scheibenbereich und der radiale Abfall des Dichteprofiles wird steiler. Für die mit dem Parameter  $\beta$  charakterisierte Scheibenaufweitung werden sieben Werte im Bereich von 1,0 bis 1,3 berücksichtigt. Dabei entspricht  $\beta = 1$  einem konstanten Aufweitungswinkel der Scheibe. Für höhere Werte ist die Scheibe bei kleineren Radien zunächst flacher und weitet sich nach dem Referenzradius  $r_0 = 100 \text{ au}$  stärker auf. Die Referenzskalenhöhe  $h_0$  wird zwischen 10 bis 20 au variiert, wobei fünf Werte berücksichtigt werden. Insgesamt werden durch die Variation der drei Parameter 245 Modelle mit unterschiedlichen radialen und vertikalen Strukturen erstellt. Für alle Modelle wird eine Masse von  $M_{\text{Staub}} = 10^{-4} M_{\odot}$  sowie ein Scheibeninnenradius von  $R_i = 1 \text{ au}$  verwendet. Die Scheibe hat dabei keinen scharfen Außenrand, sondern die Staubbichte fällt ab dem Radius  $r_{\text{exp}} = 100 \text{ au}$  nach außen hin exponentiell ab. Der Simulationsbereich wird jedoch auf einen äußeren Radius begrenzt. Dieser wird mit  $R_a = 300 \text{ au}$  so gewählt, dass der nicht berücksichtigte





**Abb. 3.1:** Einfluss des radialen Dichteprofilparameters  $\alpha$ , des Scheibenaufweitungsparameters  $\beta$  und der Referenzskalenhöhe  $h_0$  auf die Staubbichte in der Scheibenmittelebene (*links*), die Mittelebenentemperatur (*rechts*) und die kumulative Staubbmasse (*rechts*). Das Referenzmodell aus dem Zentrum des Parameterraums ( $\alpha = 1,95$ ;  $\beta = 1,15$ ;  $h_0 = 15$  au) ist als durchgezogene schwarze Linie dargestellt. Ausgehend von diesem Referenzmodell wird der Einfluss der Modellparameter  $\alpha$  (gestrichelte Linien),  $\beta$  (Strichpunktlinie) und  $h_0$  (gepunktete Linie) gezeigt.

Scheibenteil keinen signifikanten Einfluss auf die Beobachtungsgrößen hat. Die Wahl der zuvor genannten Werte beziehungsweise Wertebereiche der verschiedenen Parameter entspricht typischen Werten, die anhand von Beobachtungen ermittelt wurden (z. B. [Woitke et al. 2019](#); [de Gregorio-Monsalvo et al. 2013](#); [Andrews et al. 2010](#); [Scheegerer et al. 2009](#)).

Der Einfluss der drei Parameter  $\alpha$ ,  $\beta$  und  $h_0$  auf die Eigenschaften der innersten 5 au der protoplanetaren Scheiben wird in Abbildung 3.1 illustriert. Hier sind für verschiedene Modelle von links nach rechts die Massendichte in der Scheibenmittelebene, der radiale Temperaturverlauf in der Scheibenmittelebene sowie die relative Staubbmasse in radialer Richtung gezeigt. Der radiale Dichteprofilparameter  $\alpha$  hat jeweils den stärksten Einfluss sowohl auf die Dichte in der Scheibenmittelebene als auch auf die Staubmenge der innersten Scheibenregion. Bei dem Modell mit einem steilen Abfall der radialen Dichteverteilung ( $\alpha = 2,4$ ) enthalten die innersten 5 au mit 54 % einen großen Teil der Gesamtmasse der Scheibe. Für  $\alpha = 1,5$  beinhalten die innersten 5 au der Scheibe lediglich 12 % der Staubbmasse. Der Einfluss des radialen Dichteprofilparameters auf die Mittelebenentemperatur ist im Vergleich zu den anderen Parametern klein. Die durch den Parameter  $\beta$  charakterisierte Scheibenaufweitung und die Skalenhöhe haben einen geringen Einfluss auf die Dichte in der Mittelebene. Die Temperatur hingegen variiert in einem mehrere hundert Kelvin großen Temperaturbereich. Dabei führt ein größerer Wert für  $\beta$  beziehungsweise eine geringere Skalenhöhe innerhalb der ersten 5 au zu einer kleineren Mittelebenentemperatur. Folg-

**Tabelle 3.1:** Übersicht der Modellparameter. Freie Parameter sind durch Fettdruck markiert. Diese werden innerhalb der in eckigen Klammern angegebenen Wertebereiche um die jeweils nachfolgend angegebenen Schrittweiten variiert.

Stern		
Effektivtemperatur	$T_{\text{eff}}$	9750 K
Leuchtkraft	$L_{\star}$	18,3 $L_{\odot}$
Radius	$R_{\star}$	1,5 $R_{\odot}$
Entfernung	$d$	140 pc
Zirkumstellare Scheibe		
Inklination	$i$	0° (Draufsicht)
Innenradius	$R_{\text{i}}$	1 au
Außenradius	$R_{\text{a}}$	300 au
Referenzradius	$r_0$	100 au
Staubmasse	$M_{\text{Staub}}$	$10^{-4} M_{\odot}$
<b>Exponent des radialen Dichteabfalls</b>	<b><math>\alpha</math></b>	<b>[1,5; 2,4] , <math>\Delta\alpha = 0,15</math></b>
<b>Aufweitungsparameter</b>	<b><math>\beta</math></b>	<b>[1,0; 1,3] , <math>\Delta\beta = 0,05</math></b>
<b>Referenzskalenhöhe</b>	<b><math>h_0</math></b>	<b>[10 au; 20 au] , <math>\Delta h_0 = 2,5</math> au</b>
Staub		
Staubkorndichte	$\rho_{\text{Staub}}$	2,5 g cm <sup>-3</sup>
Minimale Staubkorngröße	$a_{\text{min}}$	5 nm
Maximale Staubkorngröße	$a_{\text{max}}$	250 nm
Mischung		62,5 % Silikat, 37,5 % Graphit

lich beeinflussen alle drei Parameter die physikalischen Bedingungen in der innersten Region protoplanetarer Scheiben. Ihre Kenntnis ist daher eine wichtige Voraussetzung für die Wahl sinnvoller Anfangsbedingungen für Planetenentstehungsmodelle.

**Staub:** Mehrere Studien zeigen Hinweise auf Staubkornwachstum und das Absinken großer Staubkörner zur Mittelebene (z. B. Guidi et al. 2016; Menu et al. 2014; Gräfe et al. 2013; Ricci et al. 2010). Trotzdem liegt der Fokus dieser Studie zunächst auf einem Scheibenmodell, das – wie das interstellare Medium – nur kleine Körner mit Radien zwischen 5 und 250 nm enthält. Die Eigenschaften des Staubes wurden bereits in Abschnitt 2.1.3 ausführlich beschrieben. Dieses einfache Staubmodell erleichtert wegen der geringen Zahl der Modellparameter die Untersuchung des Einflusses der radialen und vertikalen Scheibenstruktur. Im zweiten Teil der Studie wird das Modell schließlich um bis zu millimetergroße Staubkörner nahe der Mittelebene erweitert. Details zu diesem Modell werden in Abschnitt 3.4.1 näher erläutert.

### 3.2.2 Strahlungstransportsimulationen

Unter der Annahme, dass sich die 245 Modellscheiben in einer Entfernung von 140 pc befinden und unter einer Inklination von  $0^\circ$  (Draufsicht) beobachtet werden, werden zunächst ideale Helligkeitskarten berechnet. Hierfür wird der Strahlungstransportcode **Mol3D** (Ober et al. 2015) verwendet.

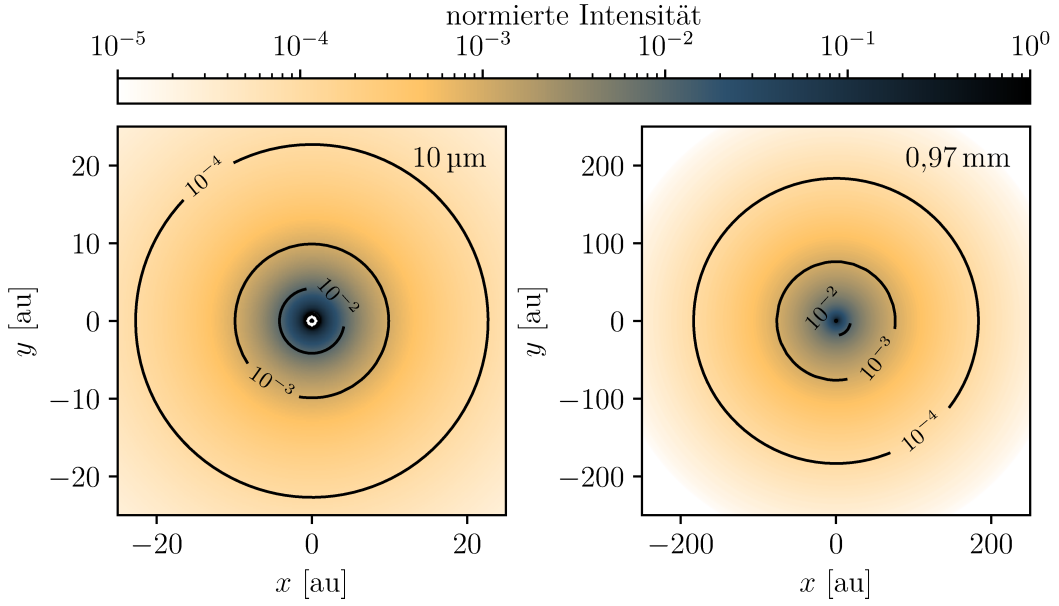
Als Basis für die synthetischen Beobachtungen mit MATISSE werden Intensitätskarten für neun Wellenlängen im *L*-Band ( $\lambda = 2,8$  bis  $4,0 \mu\text{m}$ , mit einem spektralen Auflösungsvermögen  $R \approx 22$ ), vier Wellenlängen im *M*-Band ( $\lambda = 4,5$  bis  $5,0 \mu\text{m}$ ,  $R \approx 30$ ) und 16 Wellenlängen im *N*-Band ( $\lambda = 8$  bis  $13 \mu\text{m}$ ,  $R \approx 34$ ) simuliert. Die verwendeten spektralen Auflösungen liegen im Bereich des geringsten von MATISSE verwendeten Auflösungsvermögens ( $R \approx 30$ ; Lopez et al. 2014). Da die optischen Eigenschaften des Staubes in den jeweiligen Wellenlängenbereichen keine starken Variationen aufweisen, ist die genaue Zahl der betrachteten Wellenlängen nicht relevant und die Verwendung höherer spektraler Auflösungsvermögen nicht erforderlich.

Für die synthetischen ALMA-Beobachtungen werden Intensitätskarten bei Wellenlängen von 0,35, 0,97 und 1,25 mm berechnet. Diese liegen in drei der acht von ALMA zwischen 0,32 und 3,6 mm abgedeckten Bänder. Wellenlängen aus den anderen Bändern werden nicht berücksichtigt, da die im fünften Beobachtungszyklus zur Verfügung stehenden Konfigurationen bei diesen Wellenlängen nicht das erforderliche Auflösungsvermögen erreichen, um die innersten 5 au der Scheiben aufzulösen.

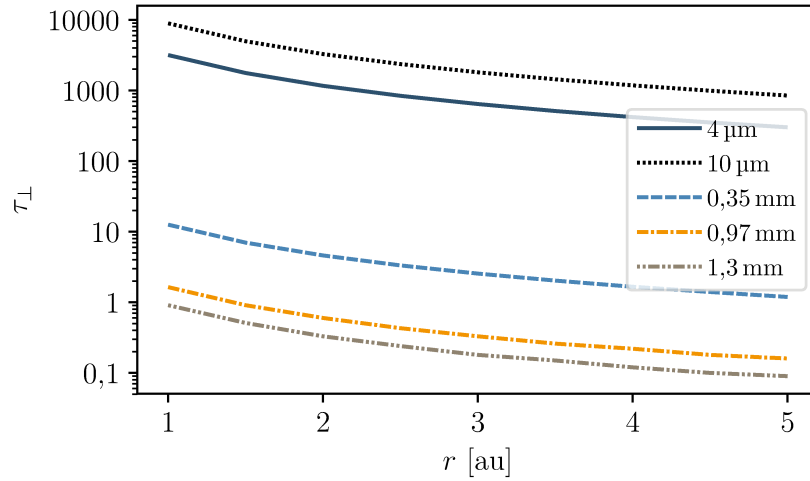
Für die Berechnung der Intensitätskarten wird unabhängig von der Wellenlänge eine Pixelgröße von 0,15 au verwendet. Bei der gewählten Entfernung von 140 pc entspricht diese einer Größe von etwa 1 mas. Die Größe der Pixel beträgt damit maximal ein Drittel der von MATISSE ( $\sim 3$  mas) und ALMA ( $\sim 18$  mas) bei den längsten Basislinien und kürzesten Wellenlängen erreichten Winkelauflösungen.

In Abbildung 3.2 werden beispielhaft Intensitätskarten des Referenzmodells aus dem Zentrum des Parameterraums ( $\alpha = 1,95$ ;  $\beta = 1,15$ ;  $h_0 = 15$  au) bei  $10 \mu\text{m}$  (links) und 0,97 mm (rechts) gezeigt. Hier zeigt sich, dass MATISSE und ALMA in den verschiedenen Wellenlängenbereichen für unterschiedliche Scheibenbereiche sensitiv sind. MATISSE ist im nahen und mittleren Infrarot für den warmen Staub am Scheibeninnenrand sowie in den innersten Astronomischen Einheiten sensitiv. Beispielsweise stammen bei einer Wellenlänge von  $10 \mu\text{m}$  90 % des Gesamtflusses aus den innersten etwa 10 au der Scheibe. Die Scheibenregion bis zu einem Radius von 25 au beinhaltet 99 % der gesamten Flussdichte. Im Gegensatz dazu ist ALMA für kalten Staub sensitiv. Dieser befindet sich vor allem bei größeren Scheibenradien und in der Scheibenmittelebene. Bei einer Wellenlänge von 0,97 mm werden 90 % der Flussdichte aus dem Scheibenbereich innerhalb von 150 au abgestrahlt. Um 99 % des Gesamtflusses zu erhalten, muss der Scheibenbereich bis zu einem Radius von 260 au betrachtet werden.

Neben der Sensitivität für Staub unterschiedlicher Temperaturen hat auch die von der Wellenlänge abhängige optische Tiefe einen Einfluss auf die mit MATISSE und ALMA beobachtbaren Scheibenbereiche. In Abbildung 3.3 sind für die Modelle mit der höchsten Dichte ( $\alpha = 2,4$ ,  $\beta = 1,0$ ) die optischen Tiefen senkrecht zur



**Abb. 3.2:** Beispielhafte Intensitätskarten des Referenzscheibenmodells mit den Parametern  $\alpha = 1,95$ ,  $\beta = 1,15$  und  $h_0 = 15$  au. Da Interferometer für den Helligkeitskontrast sensitiv sind, wird zur Veranschaulichung die gezeigte Intensität auf die maximale Intensität normiert. Zusätzlich werden Konturlinien für das  $10^{-2}$ ,  $10^{-3}$  und  $10^{-4}$ -fache der maximalen Intensität gezeigt. Links ist eine Intensitätskarte bei  $10\ \mu\text{m}$  im Wellenlängenbereich von MATISSE gezeigt. Die rechts gezeigte Intensitätskarte liegt mit  $0,97\ \text{mm}$  im Wellenlängenbereich von ALMA. Die totalen Flussdichten betragen  $24,6\ \text{Jy}$  bei  $10\ \mu\text{m}$  beziehungsweise  $0,06\ \text{Jy}$  bei  $0,97\ \text{mm}$ .



**Abb. 3.3:** Optische Tiefe  $\tau_{\perp}$  senkrecht zur Mittelebene der Modelle mit der dichtesten inneren Scheibenregion ( $\alpha = 2,4$ ;  $\beta = 1,0$ ) für verschiedene Wellenlängen.

Scheibenmittelebene für verschiedene Wellenlängen aufgetragen. Im mittleren Infrarot ist die Scheibe innerhalb von 5 au optisch dick. Bei 10  $\mu\text{m}$  ist die optische Tiefe wegen der Absorptionsbande des Silikats besonders hoch. Am Innenrand erreicht sie einen Wert von etwa  $10^5$ . Mit MATISSE wird daher nur Strahlung aus den oberen Schichten der Scheibe gemessen. Im von ALMA abgedeckten Wellenlängenbereich sinkt die optische Tiefe mit steigender Wellenlänge und der Anteil der Strahlung aus den tieferen Schichten nahe der Scheibenmittelebene steigt. Mithilfe von Gleichung 2.11 lässt sich abschätzen, welcher Anteil der von der Mittelebene ausgesandten Strahlung beim Beobachter ankommt. Bei 1,3 mm mit einer optischen Tiefe von bis zu  $\tau_{\perp} = 1$  am Scheibeninnenrand sind es mindestens 67 %.

### 3.2.3 Simulation interferometrischer Beobachtungen

**MATISSE:** Basierend auf den idealen Intensitätskarten werden Visibilitäten und Phasen entsprechend der in Abschnitt 2.3.8 beschriebenen Vorgehensweise berechnet. Da die Scheiben punktsymmetrisch sind, ist die Phase unabhängig von den gewählten Basislinien immer null und enthält damit keine relevanten Informationen über die zu untersuchenden Scheibenparameter. Entsprechend werden im Folgenden ausschließlich die Visibilitäten berücksichtigt.

Für die uv-Abdeckung werden folgende Annahmen getroffen. Es wird die Konfiguration bestehend aus den vier UT-Teleskopen verwendet. Für die Position der Intensitätsverteilung am Himmel wird eine Deklination von  $\delta = -24^\circ$  gewählt. Dies entspricht einer Lage in der Rho-Ophiuchus Sternentstehungsregion. Die synthetischen Beobachtungen werden für einen Stundenwinkel von  $HA = 0\text{ h}$  durchgeführt. Die resultierende uv-Abdeckung basiert dementsprechend auf sechs Basislinien mit Längen zwischen 47 und 130 m.

Da MATISSE zum Zeitpunkt der Durchführung dieser Studie noch nicht am VLTI installiert war, standen lediglich Vorhersagen bezüglich der Messgenauigkeiten zur Verfügung. Inzwischen wurden wenige erste Beobachtungen mit MATISSE veröffentlicht (Varga et al. 2020; Kirchschlager et al. 2020). Wegen der geringen Zahl sind jedoch immer noch keine verlässlichen Vorhersagen bezüglich typischer Messgenauigkeiten unter realistischen Beobachtungsbedingungen möglich. Daher werden die im Laufe der vorläufigen Zulassung in Europa (engl: *Preliminary Acceptance in Europe*, PAE) anhand von Labormessungen bestimmten instrumentspezifischen Messfehler verwendet. Diese betragen 0,005 im *L*-Band, 0,004 im *M*-Band und  $\lesssim 0,025$  im *N*-Band (siehe private Kommunikation in Brunngräber und Wolf 2018; Kirchschlager et al. 2018). Diese Werte liefern untere Grenzen für die tatsächlich für MATISSE zu erwartenden Messfehler, da neben den instrumentspezifischen Fehlerquellen weitere Fehlerquellen, wie der Einfluss der Atmosphäre, nicht berücksichtigt sind.

**ALMA:** Synthetische ALMA-Beobachtungen werden entsprechend der Ausführungen in Abschnitt 2.3.8 erstellt. Basis dafür sind die Instrumentspezifikationen im fünften Beobachtungszyklus (ALMA Partnership et al. 2017).

Da die Struktur der innersten 5 au protoplanetarer Scheiben untersucht werden soll, werden ausschließlich Konfigurationen mit einem Auflösungsvermögen von mindestens 35 mas verwendet, die es ermöglichen diesen Bereich räumlich aufzulösen. Diese Anforderung erfüllen: a) Konfiguration C43-7 bei einer Wellenlänge von 0,35 mm (ALMA-Band 10), b) Konfiguration C43-8 bei einer Wellenlänge von 0,97 mm (ALMA-Band 7)) sowie c) die Konfigurationen C43-9 und C43-10 jeweils bei einer Wellenlänge von 1,25 mm (ALMA-Band 6). Der Vergleich zweier Konfigurationen bei derselben Wellenlänge ermöglicht die Untersuchung des Einflusses des Auflösungsvermögens der ALMA-Beobachtungen auf die Möglichkeit zur Einschränkung der Scheibenstruktur. Für die Position der Intensitätsverteilung am Himmel wird ebenfalls eine Deklination von  $\delta = -24^\circ$  und ein Stundenwinkel von  $HA = 0\text{ h}$  gewählt. Aus den synthetischen ALMA-Bildern werden anschließend radiale Profile erstellt, von denen ausschließlich die innersten 5 au betrachtet werden.

Die für ALMA-Beobachtungen typischen Messgenauigkeiten hängen von der Aufnahmedauer ab. Der Einfluss der Scheibenstruktur auf die synthetischen ALMA-Beobachtungen wird daher mit den für die Unterscheidung benötigten Beobachtungsdauern verglichen. Diese werden mit dem **ALMA Sensitivity Calculator**<sup>2</sup> berechnet. Für die Atmosphärenbedingungen werden dabei die voreingestellten Werte<sup>3</sup> verwendet, die typischen Bedingungen entsprechen.

## 3.3 Ergebnisse

Im Folgenden werden die auf Basis der synthetischen Beobachtungen gewonnenen Ergebnisse präsentiert.

### 3.3.1 Einfluss der Scheibenparameter auf synthetische MATISSE-Beobachtungen

Abbildung 3.4 zeigt synthetische Beobachtungen mit MATISSE im *L*-, *M*- und *N*-Band beispielhaft für die UT1-UT2 Basislinie mit einer Länge von 57 m. Die durchgezogene, schwarze Linie zeigt jeweils das Referenzmodell. Ausgehend von diesem wird der Einfluss der Variation des radialen Stauidichteprofils (Parameter  $\alpha$ , links), der Scheibenaufweitung (Parameter  $\beta$ , Mitte) und der Skalenhöhe (Parameter  $h_0$ , rechts) gezeigt.

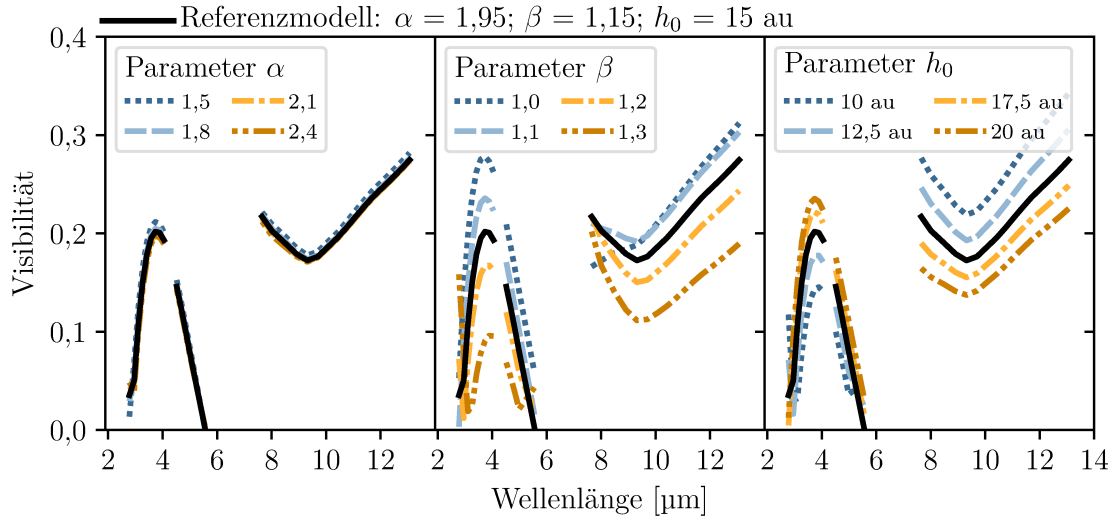
Zunächst wird der Verlauf der Visibilität des Referenzmodells betrachtet. Im *N*-Band (8 bis 13  $\mu\text{m}$ ) liegen die Visibilitäten zwischen etwa 0,17 und 0,27 mit einem lokalen Minimum bei 9,7  $\mu\text{m}$ . Dieses ist auf die Emissionsbande des Silikats zurückzuführen, bei der sich die thermische Emission der Scheibe im Vergleich zu kürzeren und längeren Wellenlängen erhöht. Dies führt zu einem größeren Verhältnis

<sup>2</sup> <https://almascience.eso.org/proposing/sensitivity-calculator>

<sup>3</sup> 0,35 mm:  $PWV = 0,658\text{ mm}$

0,97 mm:  $PWV = 1,262\text{ mm}$

1,25 mm:  $PWV = 1,796\text{ mm}$



**Abb. 3.4:** Synthetische MATISSE-Beobachtungen mit der UT1-UT2 Basislinie mit einer Länge von 57 m. Die schwarze, durchgezogene Linie zeigt jeweils die Visibilitäten des Referenzmodells aufgetragen gegen die Wellenlänge. Ausgehend vom Referenzmodell werden jeweils der radiale Abfall der Staubdichte ( $\alpha$ , *links*), die Aufweitung der Scheibe ( $\beta$ , *Mitte*) und die Skalenhöhe ( $h_0$ , *rechts*) variiert.

aus Scheibenfluss (teilweise räumlich aufgelöst) und Sternfluss (räumlich unaufgelöst) und damit zu einer geringen Visibilität. Bei einer Wellenlänge von etwa  $5,5 \mu\text{m}$  wird der Innenrand der Scheibe räumlich aufgelöst und die Visibilität hat den Wert null. Zu kürzeren Wellenlängen hin steigt die Visibilität wieder bis zu einem lokalen Maximum im  $L$ -Band ( $2,8$  bis  $4,0 \mu\text{m}$ ) bei etwa  $3,8 \mu\text{m}$ .

Links in Abbildung 3.4 sind Visibilitäten von Scheiben mit unterschiedlichem radialen Abfall der Staubdichte ( $\alpha$ ) zu sehen. Der Einfluss des Parameters  $\alpha$  ist gering. Die maximalen Abweichungen betragen  $0,035$  im  $L$ -Band,  $0,01$  im  $M$ -Band und  $0,012$  im  $N$ -Band. Mit steigendem  $\alpha$ , also höherer Dichte im Zentrum und steilerem Abfall der Staubdichte nach außen, steigt die Visibilität geringfügig. Dies lässt sich folgendermaßen erklären. Einerseits führt die höhere Dichte am Scheibeninnenrand zu einer Abschattung der Staubkörner bei größeren Radien. Beispielsweise erreicht für  $\alpha = 1,5$  die optische Tiefe in der Scheibenmittelebene vom Stern aus gesehen einen Wert von  $\tau_\star = 1$  bei einem Radius von  $1,0008 \text{ au}$ . Bei der Scheibe mit höherer Dichte im Zentrum ( $\alpha = 2,4$ ) wird die optische Tiefe von  $\tau_\star = 1$  bereits bei einem Radius von  $1,0002 \text{ au}$  erreicht. Dies führt zu einer höheren Staubtemperatur am Scheibeninnenrand und einem stärkeren Abfall der Temperatur zu größeren Radien hin. Gleichzeitig erhöht sich die optische Tiefe vertikal zur Mittelebene, sodass Staubkörner in höheren, wärmeren Scheibenschichten den gemessenen Fluss dominieren. Insgesamt ist der Einfluss des Parameters  $\alpha$  auf die Intensitätskarte und damit auch auf die Visibilität gering.

Der Parameter  $\beta$ , welcher die Aufweitung der Scheibe charakterisiert, hat hingegen



einen größeren Einfluss auf die gemessenen Visibilitäten (mittleres Diagramm in Abbildung 3.4). Die größten Abweichungen von 0,21 im  $L$ -Band, 0,14 im  $M$ -Band und 0,12 im  $N$ -Band ergeben sich beim Vergleich der Scheiben mit konstantem Aufweitungswinkel ( $\beta = 1$ ) und stark größer werdender Aufweitung ( $\beta = 1,3$ ). Für  $\beta = 1,3$  ist die Scheibe bei kleineren Radien zunächst flach und weitet sich dann nach außen hin stark auf. Am Innenrand führt dies zu einer höheren optischen Tiefe und insgesamt zu einer geringeren Staubtemperatur im Vergleich zum Referenzmodell ( $L$ -Band:  $\lesssim 2$  au,  $M$ -Band:  $\lesssim 2,5$  au,  $N$ -Band:  $\lesssim 4,5$  au). Gleichzeitig wird die Scheibe bei größeren Radien effektiver geheizt. Dadurch steigt der Fluss aus den räumlich aufgelösten Regionen der Scheibe während der Innenrand schwächer strahlt und die Visibilität wird kleiner.

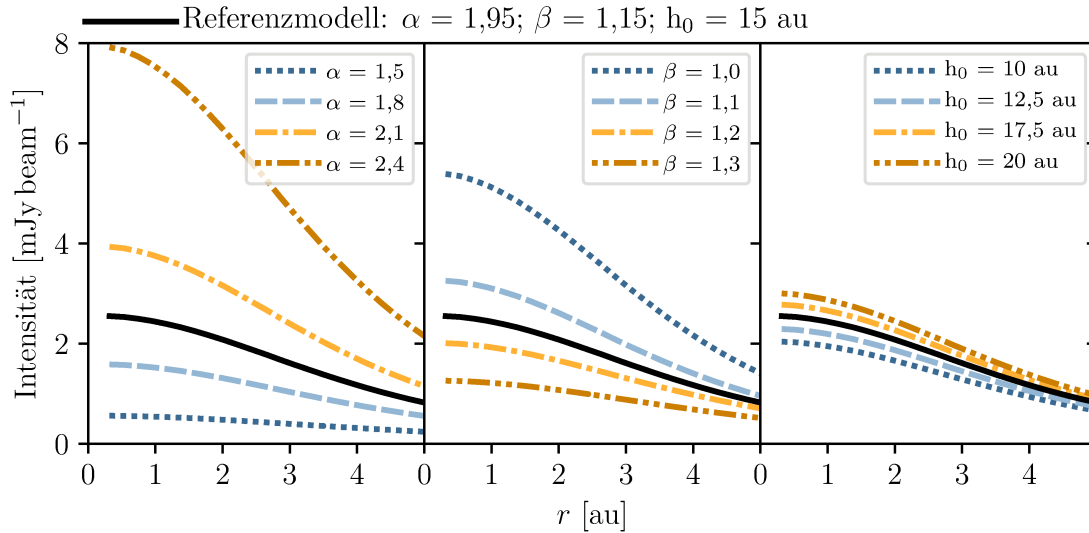
Die Skalenhöhe ( $h_0$ , rechts in Abbildung 3.4) hat mit Abweichungen bis zu 0,12 im  $L$ -Band, 0,075 im  $M$ -Band und 0,12 im  $N$ -Band ebenfalls einen signifikanten Einfluss auf die synthetischen Visibilitäten. Größere Skalenhöhen bedeuten eine größere Ausdehnung der Scheibe in vertikaler Richtung und damit eine geringere Staubdichte. Damit verringert sich die optische Tiefe ausgehend vom Stern und die Scheibe wird effektiver geheizt. Entsprechend steigt die von der Scheibe im nahen und mittleren Infrarot emittierte Strahlung und die Visibilität wird kleiner.

### 3.3.2 Einfluss der Scheibenparameter auf synthetische ALMA-Beobachtungen

Abbildung 3.5 zeigt radiale Profile der rekonstruierten Bilder synthetischer ALMA-Beobachtungen mit der Konfiguration C43-8 bei einer Wellenlänge von 0,97 mm. Links in Abbildung 3.5 sind radiale Profile von Scheiben mit unterschiedlichem Abfall der radialen Staubdichte ( $\alpha$ ) gezeigt. Die Intensität steigt für höhere Dichten im Zentrum, also größere Werte von  $\alpha$ . Dabei wächst die Intensitätsdifferenz mit steigendem  $\alpha$ . Die maximale Abweichung zwischen den Modellen mit  $\alpha = 1,5$  und  $\alpha = 1,8$  beträgt etwa  $1 \text{ mJy beam}^{-1}$ . Die Modelle mit  $\alpha = 2,1$  und  $\alpha = 2,4$  unterscheiden sich um bis zu  $4 \text{ mJy beam}^{-1}$ . Dieses Verhalten ist auf die geringe optische Tiefe der Scheibe in vertikaler Richtung zurückzuführen. Bei der kompaktesten Scheibe mit  $\alpha = 2,4$  bei 0,97 mm beträgt sie in vertikaler Richtung am Innenrand  $\tau_{\perp} = 1,06$ . Für die weniger dichten Scheiben mit kleineren Werten von  $\alpha$  ist sie entsprechend kleiner. Dank der geringen optischen Tiefe ist ALMA sensitiv für die Anzahl der Staubteilchen entlang der Sichtlinie, also die Flächendichte der Scheibe. Diese erhöht sich in den innersten 5 au gemäß Gleichung 2.3 mit steigendem  $\alpha$ .

Das mittlere Diagramm in Abbildung 3.5 zeigt radiale Profile der Scheiben mit unterschiedlichen Aufweitungen. Der Parameter  $\beta$  hat auf die radialen Helligkeitsprofile einen entgegengesetzten Einfluss verglichen mit dem Parameter  $\alpha$ . Eine stärkere Scheibenaufweitung entsprechend eines größeren Wertes von  $\beta$  verringert die Staubdichte bei kleinen Scheibenradien und damit die Intensität der innersten Scheibenregion. Der Parameter  $\beta$  hat dabei den gegenteiligen Effekt auf die Flächendichte (Gleichung 2.3) wie der Parameter  $\alpha$ . Zusätzlich beeinflusst  $\beta$  die vertikale Struktur der Scheibe.





**Abb. 3.5:** Radiale Helligkeitsprofile synthetischer ALMA-Beobachtungen mit der Konfiguration C43-8 bei einer Wellenlänge von 0,97 mm. Die schwarze, durchgezogene Linie zeigt jeweils die innersten 5 au des radialen Verlaufs der Intensitätsverteilung des Referenzmodells. Ausgehend vom Referenzmodell werden jeweils der radiale Abfall der Staubbichte ( $\alpha$ , links), die Aufweitung der Scheibe ( $\beta$ , Mitte) und die Skalenhöhe ( $h_0$ , rechts) variiert.

Aufgrund der geringen optischen Tiefe ist ALMA jedoch sensitiv für die Zahl, nicht aber für die Verteilung der Staubkörner entlang der Sichtlinie.

Der Einfluss der Skalenhöhe auf die radialen Helligkeitsprofile, rechts in Abbildung 3.5, ist gering. Dies entspricht der Erwartung, da die Skalenhöhe die Verteilung des Staubes in vertikaler Richtung beeinflusst, wohingegen ALMA nur für die radiale Verteilung, also die Flächendichte sensitiv ist. Der geringe Anstieg der Intensität mit größerer Skalenhöhe lässt sich mit der effizienteren Heizung der Scheiben erklären. Die maximale Temperaturdifferenz zwischen Scheiben mit Skalenhöhen von  $h_0 = 10$  au und  $h_0 = 20$  au beträgt 185 K bei einem Radius von 1,3 au.

### 3.3.3 Anforderungen an Beobachtungen zur Einschränkung der Scheibenparameter

Im nächsten Schritt werden die Anforderungen an Beobachtungen mit MATISSE und ALMA zur Einschränkung der radialen Staubbichte, der Scheibenaufweitung und der Skalenhöhe der innersten Scheibenregion ermittelt. Zunächst wird die Vorgehensweise für die Untersuchung der synthetischen ALMA-Beobachtungen vorgestellt. Für MATISSE wird das Vorgehen angepasst, um die gleichzeitige Beobachtung von Visibilitäten im  $L$ -,  $M$ - und  $N$ -Band mit unterschiedlichen Messgenauigkeiten berücksichtigen zu können. Die entsprechenden Modifikationen werden in Ab-

schnitt 3.3.3 gemeinsam mit den Ergebnissen zu den Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen präsentiert.

Die Vorgehensweise wird beispielhaft für die Einschränkung des Parameters  $\alpha$  anhand von ALMA-Beobachtungen erläutert. Für die anderen Parameter wird sie analog durchgeführt. Neben den Anforderungen zur Einschränkung der Parameter  $\alpha$ ,  $\beta$  und  $h_0$  werden zusätzlich die Anforderungen zur Einschränkung der Differenz ( $\beta - \alpha$ ) untersucht, da sich bereits gezeigt hat, dass die Parameter  $\alpha$  und  $\beta$  einen genau umgekehrten Einfluss auf die Flächendichte haben (siehe Gleichung 2.3 und Abschnitt 3.3.2) und dass ihr Einfluss daher anhand von ALMA Beobachtungen nicht eindeutig unterschieden werden kann.

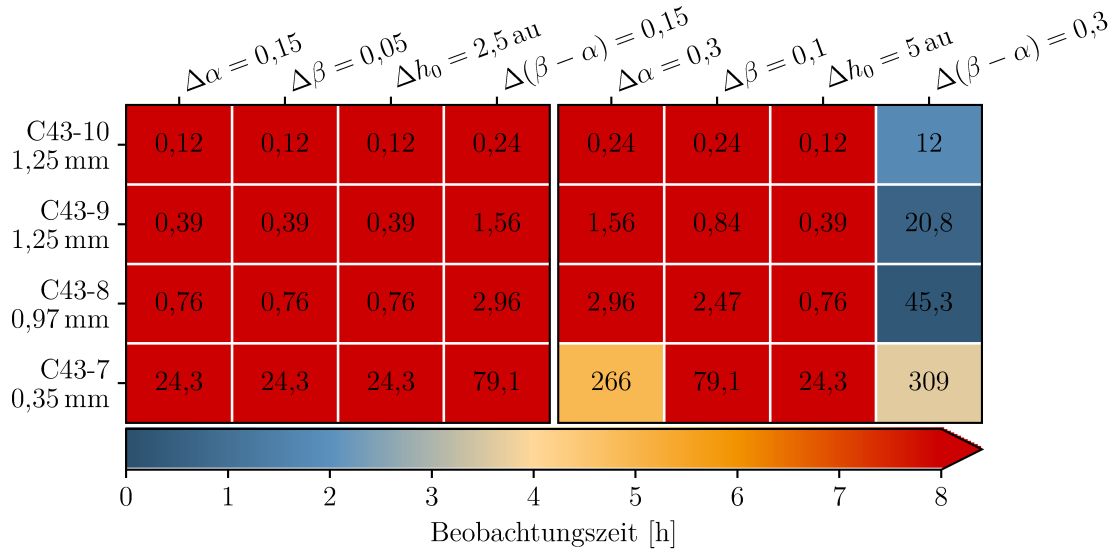
Zunächst werden aus den insgesamt 245 Modellen alle Paare herausgesucht, deren Werte von  $\alpha$  sich mindestens um einen vorgegebenen Wert  $\Delta\alpha$  unterscheiden. Für diese Paare wird jeweils die maximale Differenz der Intensitätsprofile bestimmt. Unter der Annahme, dass die Einschränkung der Parameter mit einer Signifikanz von mindestens  $3\sigma$  erfolgen soll, wird unter den Modell-Paaren zunächst die minimale Differenz der Intensitätsprofile ausfindig gemacht und die benötigte Messgenauigkeit anschließend als ein Drittel dieser minimalen Differenz definiert. Für diese Messgenauigkeit wird mit Hilfe des **ALMA Sensitivity Calculators** die benötigte Beobachtungsdauer bestimmt.

Mit der Anforderung, dass alle Modelle, deren Parameter um mehr als eine vorgegebene Differenz voneinander abweichen, unterschieden werden sollen, ist der Ansatz konservativ gewählt. Für den Fall, dass bei der Analyse von Beobachtungen lediglich ein Teil des Parameterraums betrachtet werden muss, beispielsweise wenn Teile des Parameterraums durch weitere Beobachtungen ausgeschlossen werden können, erlauben gegebenenfalls auch größere Messunsicherheiten als nachfolgend angegeben die Einschränkung der Scheibenparameter.

## Anforderungen an ALMA-Beobachtungen

Die benötigten Messgenauigkeiten sowie die entsprechenden Integrationszeiten für Beobachtungen mit unterschiedlichen ALMA-Konfigurationen und Wellenlängen sind in Abbildung 3.6 aufgetragen. Die Grafik ist als Tabelle zu lesen. Die Zelle oben links gibt beispielsweise an, dass für die Unterscheidung aller Scheibenmodelle, deren Werte von  $\alpha$  um mindestens  $\Delta\alpha = 0,15$  voneinander abweichen, bei der Nutzung der ALMA Konfiguration C43-10 und einer Wellenlänge von 1,25 mm eine Messgenauigkeit von  $0,12 \mu\text{Jy beam}^{-1}$  benötigt wird. Um diese zu erreichen, würde eine Beobachtungszeit von mehr als 16000 h benötigt. Da diese eine realistisch erreichbare Beobachtungsdauer überschreitet, ist die Zelle rot hinterlegt.

Die linke Seite von Abbildung 3.6 zeigt die benötigten Messgenauigkeiten, um die Scheibenparameter mit jeweils hoher Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,15$ ;  $\Delta\beta = 0,05$ ;  $\Delta h_0 = 2,5 \text{ au}$ ;  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$ ) einzuschränken. Dass alle Zellen rot hinterlegt sind, zeigt, dass sich mit keiner der Konfigurationen die Scheibenparameter mit der gewünschten Genauigkeit innerhalb realistischer Beobachtungszeiten bestimmen lassen. Am niedrigsten sind die Anforderungen an Beobachtungen mit der Konfiguration



**Abb. 3.6:** Anforderungen an ALMA Beobachtungen zur Einschränkung der Scheibenparameter. Die Grafik ist als Tabelle zu lesen. Jede Zelle gibt für die links gegebene Beobachtungskonfiguration an, welche Messgenauigkeit (angegeben in  $\mu\text{Jy beam}^{-1}$ ) benötigt wird, um alle Modelle, deren oben genannter Scheibenparameter mindestens um den gegebenen Wert abweichen, zu unterscheiden. Links sind dabei die Messgenauigkeiten angegeben, die benötigt werden, um die Parameter mit hoher Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,15$ ,  $\Delta\beta = 0,05$ ,  $\Delta h_0 = 2,5 \text{ au}$  und  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$ ) einzuschränken, rechts mit geringerer Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,3$ ,  $\Delta\beta = 0,1$ ,  $\Delta h_0 = 5 \text{ au}$  und  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$ ). Die Farbe gibt jeweils die entsprechende Beobachtungsdauer an, wobei unrealistische Beobachtungsdauern von mehr als acht Stunden rot markiert sind.

C43-7 bei einer Wellenlänge von 0,35 mm zur Einschränkung des radialen Abfalls der Flächendichte mit einer Genauigkeit von  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$ . Hierfür beträgt die benötigte Messgenauigkeit  $79,1 \mu\text{Jy beam}^{-1}$ . Die benötigte Beobachtungsdauer ist mit 55 h jedoch nicht umsetzbar.

Rechts in Abbildung 3.6 sind die Messgenauigkeiten gezeigt, die für die Einschränkung der Scheibenparameter mit geringer Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,3$ ;  $\Delta\beta = 0,1$ ;  $\Delta h_0 = 5 \text{ au}$ ;  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$ ) benötigt werden. Auch bei geringerer Genauigkeit sind die Anforderungen an ALMA-Beobachtungen zur Unterscheidung von Modellen mit unterschiedlichen radialen Dichteprofilen ( $\alpha$ ), Scheibenaufweitungen ( $\beta$ ) und Skalenhöhen ( $h_0$ ) sehr hoch. Mit den meisten Kombinationen von ALMA-Konfiguration und Wellenlänge erfordert die Einschränkung der Scheibenparameter Beobachtungszeiten von mehr als acht Stunden. Eine Ausnahme bildet lediglich die Unterscheidung von Modellen mit unterschiedlichen radialen Dichteprofilen mit einer Genauigkeit von  $\Delta\alpha = 0,3$  anhand von Beobachtungen mit der ALMA-Konfiguration C43-7 bei einer Wellenlänge von 0,35 mm. Hierfür wird eine Messgenauigkeit von  $266 \mu\text{Jy beam}^{-1}$

benötigt. Dies entspricht einer Beobachtungszeit von etwa fünf Stunden. Der radiale Abfall der Flächendichte lässt sich mit verschiedenen Konfigurationen innerhalb realistischer Beobachtungszeiten auf  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$  genau einschränken. Abhängig von der gewählten Konfiguration und Wellenlänge werden Beobachtungszeiten von 1,8 h (C43-10, 1,25 mm), 0,6 h (C43-9, 1,25 mm) beziehungsweise 0,3 h (C43-8, 0,97 mm) benötigt. Nachfolgend werden die gefundenen Anforderungen zur Bestimmung der verschiedenen Parameter diskutiert.

Der signifikante Einfluss der Flächendichte charakterisiert durch  $(\beta - \alpha)$  zeigte sich bereits im vorherigen Abschnitt 3.3.2. Darüber hinaus wurden ALMA-Beobachtungen in mehreren Studien zur Bestimmung der Flächendichte verwendet (z. B. Tazzari et al. 2017; de Gregorio-Monsalvo et al. 2013). Die gefundenen Integrationszeiten von einigen Minuten bis zu einigen Stunden, die für die Einschränkung mit einer Genauigkeit von  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$  benötigt werden, entsprechen daher der Erwartung. Gleichzeitig sind die Beobachtungszeiten zur Bestimmung der Flächendichte mit höherer Genauigkeit  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$  nicht durchführbar. Das liegt daran, dass ausschließlich ALMA-Konfigurationen und Wellenlängen berücksichtigt werden, die es erlauben, die innersten 5 au der Scheiben räumlich aufzulösen. Das hohe Auflösungsvermögen wird jedoch auf Kosten der gemessenen Intensitäten erreicht, entsprechend hoch müssen die jeweiligen Messgenauigkeiten sein. Hierbei ist anzumerken, dass lediglich Beobachtungen bei einer Wellenlänge betrachtet werden. Da die optische Tiefe für einige der Modelle des Parameterraums eins überschreitet und damit signifikant ist (siehe Abbildung 3.3 und Abschnitt 3.2.2), können bei der Kombination von Beobachtungen bei mehreren Wellenlängen die Messunsicherheiten gegebenenfalls größer sein und die Einschränkung der Flächendichte optimiert werden (beispielsweise demonstriert von Gräfe et al. 2013).

Die Parameter  $\alpha$  und  $\beta$  können jedoch nicht unabhängig bestimmt werden, da beide einen genau entgegengesetzten Einfluss auf die Flächendichte haben und ALMA für den Einfluss des Parameters  $\beta$  auf die vertikale Scheibenstruktur nicht sensitiv ist. Mit einer vergleichsweise kürzeren, jedoch immer noch langen Integrationszeit von fünf Stunden, bildet die Anforderung an ALMA Beobachtungen mit der Konfiguration C43-7 bei einer Wellenlänge von 0,97 mm zur Einschränkung des Parameters  $\alpha$  mit einer Genauigkeit von  $\Delta\alpha = 0,3$  eine Ausnahme. Diese lässt sich auf die optische Tiefe zurückführen. Bei Modellen mit  $(\beta - \alpha) < -0,7$  übersteigt die optische Tiefe bei dieser Wellenlänge zumindest am Innenrand den Wert eins und ist damit signifikant. Dies trifft auf etwa 63 % der betrachteten Modelle zu.

Der zuvor gefundene geringe Einfluss der vertikalen Ausdehnung der Scheibe auf die radialen Helligkeitsprofile spiegelt sich auch in den für die Einschränkung benötigten Messgenauigkeiten wider. Die kürzeste Beobachtungszeit von 590 h ergibt sich für die Einschränkung der Skalenhöhe mit einer Genauigkeit von  $\Delta h_0 = 5$  au bei der Nutzung der ALMA Konfiguration C43-7 und einer Wellenlänge von 0,35 mm. Die Bestimmung der Skalenhöhe protoplanetarer Scheiben mit einer Inklination von  $0^\circ$  anhand von ALMA Beobachtungen ist daher nicht möglich.

Der Einfluss der verwendeten ALMA-Konfiguration und damit des Auflösungsvermögens der Beobachtungen auf die Möglichkeit zur Einschränkung der Scheiben-

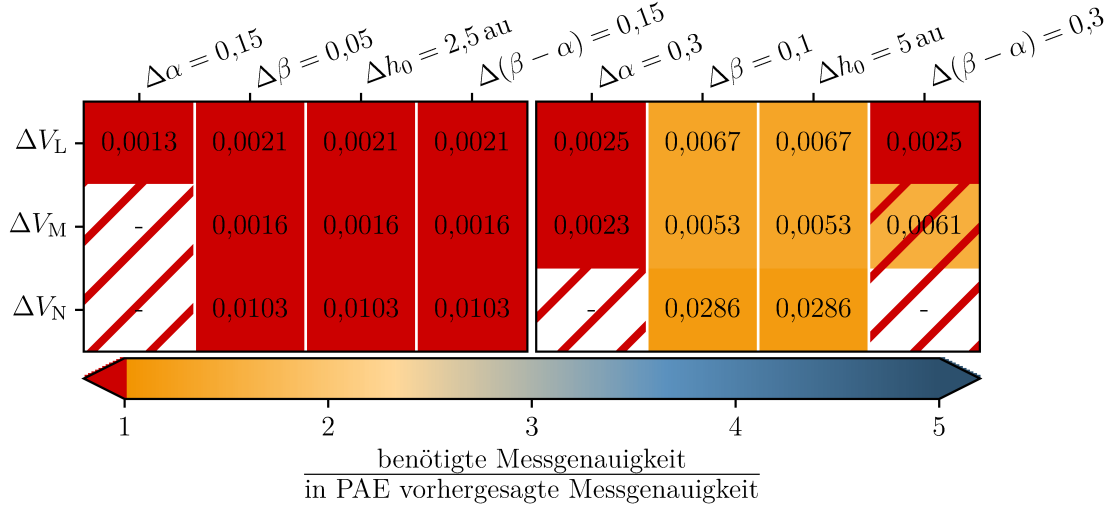
parameter zeigt sich beim Vergleich der Anforderungen an Beobachtungen mit den Konfigurationen C43-10 (maximales Auflösungsvermögen: 18 mas) und C43-9 (maximales Auflösungsvermögen: 24 mas) jeweils bei der gleichen Wellenlänge von 1,25 mm. Je nachdem welcher Parameter mit welcher Genauigkeit bestimmt werden soll, sind die Anforderungen an die Beobachtungen mit der Konfiguration C43-10 um einen Faktor zwischen etwa zwei bis sieben höher. Hier zeigen sich die konkurrierenden Anforderungen an die ALMA-Beobachtungen: Einerseits muss das Auflösungsvermögen gut genug sein, um die zu untersuchende Scheibenregion aufzulösen. Andererseits sind bei Beobachtungen mit geringerer Auflösung die gemessenen Intensitäten höher wodurch die Unterscheidung verschiedener Scheibenmodelle erleichtert wird. Die Kombination von Wellenlänge und Konfiguration muss daher sorgfältig gewählt werden.

## Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen

Im nächsten Schritt werden die Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen mit der UT-Konfiguration zur Bestimmung der Scheibenparameter ermittelt. Da MATISSE gleichzeitige Beobachtungen im  $L$ -,  $M$ - und  $N$ -Band erlaubt, wird die zuvor beschriebene Analyse entsprechend angepasst. Dazu werden für jedes Band die maximalen Differenzen der Visibilitäten aller betrachteten Modell-Paare ermittelt. Um zwei Modelle unterscheiden zu können, müssen die Anforderungen jedoch nur in einem Band erfüllt sein. Daher wird für jedes Modell-Paar die Visibilitätsdifferenz mit den geringsten Anforderungen an die Beobachtung berücksichtigt. Um zu bestimmen, für welches Band dies zutrifft, wird die für jedes Band ermittelte Visibilitätsdifferenz mit den für MATISSE zu erwartenden Messgenauigkeiten verglichen. Schließlich werden aus den für alle Modell-Paare ermittelten Visibilitätsdifferenzen die in den drei Bändern jeweils kleinsten bestimmt. Die Kombination der jeweils durch drei geteilten Visibilitätsdifferenzen liefert die Anforderungen an Beobachtungen mit MATISSE zur Einschränkung der Scheibenparameter mit einer Signifikanz von  $3\sigma$ .

Die Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen zur Bestimmung der Scheibenparameter sind in Abbildung 3.7 gezeigt. Die Zahlen in den Zellen geben jeweils die Messgenauigkeit an, mit der die Visibilitäten in den links angegebenen Bändern gemessen werden müssen, um alle Scheibenmodelle, die mindestens um die oben genannte Differenz variieren, zu unterscheiden. Beispielsweise werden für die Einschränkung der Flächendichte mit einer Genauigkeit von  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$  Messgenauigkeiten von 0,0025 im  $L$ - und 0,0061 im  $M$ -Band benötigt. Dabei gibt es keine Anforderungen an die Messung im  $N$ -Band, da sie keinen zusätzlichen Informationsgehalt liefert. Die im  $L$ -Band benötigte Messgenauigkeit ist kleiner als die durch die instrumentspezifische Messunsicherheit gegebene untere Grenze. Die Zelle ist daher rot hinterlegt. Im  $M$ -Band ist die benötigte Messgenauigkeit etwa 1,5-mal größer und daher orange markiert. Da die Anforderungen nicht wie benötigt in allen drei Bändern erfüllt werden können, ist die Spalte zusätzlich rot schraffiert.

Keiner der Scheibenparameter lässt sich mit hoher Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,15$ ;  $\Delta\beta = 0,05$ ;  $\Delta h_0 = 2,5$  au;  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$ ) einschränken. Die Unterscheidung aller



**Abb. 3.7:** Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen zur Einschränkung der Scheibenparameter. Jede Zelle gibt für das links genannte Wellenlängenband die Genauigkeit an, mit der die Visibilitäten gemessen werden müssen, um alle Modelle, deren oben genannter Scheibenparameter mindestens um den gegebenen Wert abweicht, zu unterscheiden. Links sind dabei die Messgenauigkeiten angegeben, die benötigt werden, um die Parameter mit hoher Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,15$ ;  $\Delta\beta = 0,05$ ;  $\Delta h_0 = 2,5 \text{ au}$ ;  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$ ) einzuschränken, rechts mit geringerer Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,3$ ;  $\Delta\beta = 0,1$ ;  $\Delta h_0 = 5 \text{ au}$ ;  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$ ). Die Farbe gibt das Verhältnis von benötigter Messgenauigkeit und im Rahmen der PAE bestimmten unteren Grenze der zu erwartenden Messgenauigkeit an. Anforderungen, die diese untere Grenze unterschreiten, sind rot markiert. Bänder, die nicht zur Einschränkung der Parameter benötigt werden, sind mit einem Strich markiert und weiß hinterlegt. Da zur Einschränkung der Parameter die Anforderungen in allen drei Bändern erfüllt sein müssen, sind Spalten, in denen mindestens in einem Band die Anforderung die untere Grenze unterschreitet, rot schraffiert.

Modelle mit unterschiedlichen Scheibenaufweitungen ( $\Delta\beta = 0,05$ ), Skalenhöhen ( $\Delta h_0 = 2,5 \text{ au}$ ) und Flächendichten ( $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$ ) erfordert Messgenauigkeiten, die die im Labor ermittelten instrumentspezifischen Messgenauigkeiten und damit die untere Grenze zu erwartender Messgenauigkeiten jeweils in allen drei Bändern unterschreiten. Die Einschränkung des radialen Abfalls der Dichte mit einer Genauigkeit von  $\Delta\alpha = 0,15$  stellt zwar lediglich Anforderungen an die Messungen der Visibilitäten im  $L$ -Band. Mit einer benötigten Messgenauigkeit von  $\Delta V_L = 0,0013$  unterschreitet diese Anforderung jedoch die untere Grenze der zu erwartenden Messgenauigkeit etwa um ein Vierfaches.

Die Scheibenaufweitung und die Skalenhöhe lassen sich voraussichtlich mit geringen Genauigkeiten von jeweils  $\Delta\beta = 0,1$  und  $\Delta h_0 = 5 \text{ au}$  einschränken. Die Anforderungen an die Messung der Visibilitäten im  $L$ -,  $M$ - und  $N$ -Band sind mit  $\Delta V_L = 0,0067$ ,



$\Delta V_M = 0,0053$  und  $\Delta V_N = 0,0286$  jeweils um ein 1,34-, 1,32- beziehungsweise 1,14-faches größer als die unteren Grenzen zu erwartender Messgenauigkeiten.

Die radiale Scheibenstruktur, charakterisiert durch den Parameter  $\alpha$ , und der Exponent der Flächendichte ( $\beta - \alpha$ ) lassen sich auch nicht mit geringer Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,3$ ;  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$ ) einschränken. Die Unterscheidung aller Modelle, deren radialer Dichteprofilparameter  $\alpha$  um mindestens  $\Delta\alpha = 0,3$  variiert, erfordert mit  $\Delta V_L = 0,0025$  und  $\Delta V_M = 0,0023$  Messgenauigkeiten, die die untere Grenze zu erwartender Messgenauigkeiten um etwa einen Faktor zwei unterschreiten. Für die Einschränkung der Flächendichte mit einer Genauigkeit von  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$  ist zwar die im  $M$ -Band benötigte Messgenauigkeit mit  $\Delta V_M = 0,0061$  größer als der instrumentspezifische Messfehler. Die Anforderungen an die Messungen im  $L$ -Band von  $\Delta V_L = 0,0025$  können jedoch nicht erreicht werden.

Der geringe Einfluss der radialen Scheibenstruktur im Vergleich zum Einfluss der vertikalen Scheibenstruktur zeigte sich schon in Abbildung 3.4. Die gefundenen Anforderungen sind daher konsistent mit den Ergebnissen aus Abschnitt 3.3.1.

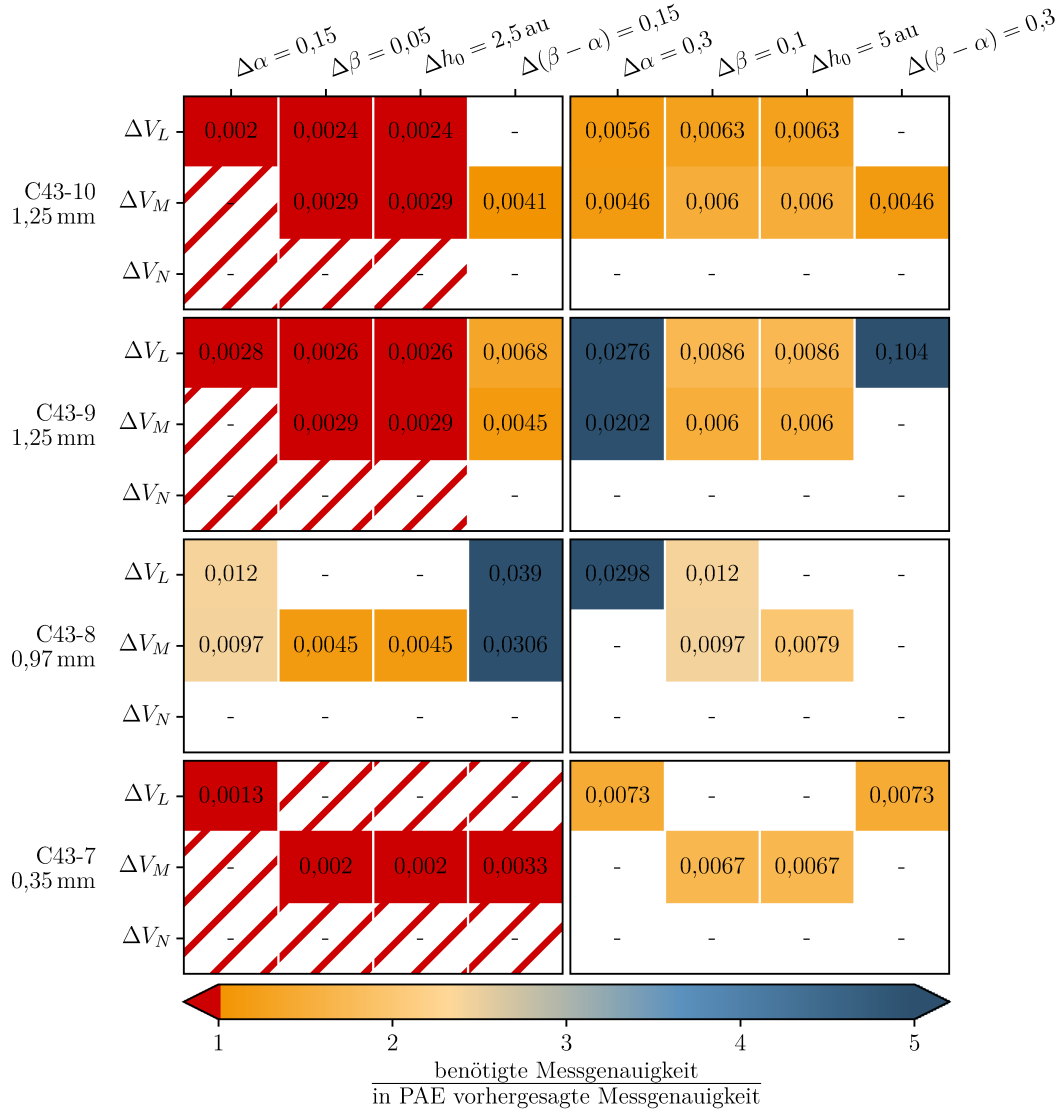
### 3.3.4 Das Potential kombinierter MATISSE- und ALMA-Beobachtungen

Im Folgenden wird ermittelt, welches Potential die Kombination von Beobachtungen mit MATISSE und ALMA zur Bestimmung der Struktur der innersten 5 au protoplanetarer Scheiben hat. Unter der Annahme, dass die ALMA-Beobachtungen mit einer Integrationszeit von 30 min durchgeführt werden, werden die Anforderungen an die Beobachtungen mit MATISSE im  $L$ -,  $M$ - und  $N$ -Band mit der UT-Konfiguration zur Einschränkung der Scheibenparameter ermittelt. Die Ergebnisse sind in Abbildung 3.8 dargestellt.

Rechts in Abbildung 3.8 sind die Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen zur Bestimmung der Scheibenparameter mit geringer Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,3$ ,  $\Delta\beta = 0,1$ ,  $\Delta h_0 = 5$  au und  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$ ) für die Kombination mit ALMA-Beobachtungen bei verschiedenen Wellenlängen mit unterschiedlichen Konfigurationen gezeigt. Keine der Zellen ist rot, das heißt alle Kombinationen von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen mit unterschiedlichen Konfigurationen erlauben die Einschränkung der Scheibenparameter. Die für die MATISSE-Beobachtungen benötigten Messgenauigkeiten sind größer als die unteren Grenzen, die durch die im Labor ermittelten instrumentspezifischen Messfehler gegeben sind.

Die geringsten Anforderungen an die MATISSE-Beobachtungen ergeben sich bei der Kombination mit ALMA-Beobachtungen mit der Konfiguration C43-8 bei einer Wellenlänge von 0,97 mm. Da Modelle mit unterschiedlichen Flächendichten bereits anhand von etwa 20-minütigen ALMA-Beobachtungen mit dieser Konfiguration und Wellenlänge mit einer Genauigkeit von  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$  unterschieden werden können (siehe Abbildung 3.6), sind keine zusätzlichen Einschränkungen durch MATISSE-Beobachtungen nötig. Kombinationen mit anderen ALMA-Konfigurationen erfordern Messgenauigkeiten, die die instrumentspezifischen Messgenauigkeiten wenig (C43-10,





**Abb. 3.8:** Anforderungen an Beobachtungen mit MATISSE, die mit ALMA-Beobachtungen kombiniert werden, um die oben genannten Parameter einzuschränken. Jede Zelle gibt an, welche Genauigkeiten MATISSE bei der Messung von Visibilitäten in den links genannten Bändern erreichen muss, wenn die Kombination mit einer 30-minütigen ALMA-Beobachtung mit den ebenfalls links genannten Konfigurationen und Wellenlängen die Einschränkung der Parameter mit der oben genannten Genauigkeit ermöglichen soll. Die Farbe gibt das Verhältnis von benötigter Messgenauigkeit und der im Labor bestimmten instrumentspezifischen Messgenauigkeit an. Die rote Schraffur kennzeichnet Zusammenstellungen, in denen die Anforderung in mindestens einem Band nicht erfüllt werden können, da die benötigte Messgenauigkeit diese untere Grenze unterschreitet.

1,25 mm:  $\Delta V_M = 0,0046$ ) bis hin zu einem Faktor von etwa 20 (C43-9, 1,25 mm:  $\Delta V_L = 0,104$ ) überschreiten.

Die höchsten Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen ergeben sich für die Einschränkung der vertikalen Scheibenstruktur. Die erforderlichen Messgenauigkeiten zur Bestimmung der Scheibenaufweitung und der Skalenhöhe mit jeweils Genauigkeiten von  $\Delta\beta = 0,1$  und  $\Delta h_0 = 5$  au reichen, je nach Konfiguration und Wellenlänge der kombinierten ALMA-Beobachtung, von 0,006 im *M*-Band bis zu 0,012 im *L*-Band. Dies entspricht dem 1,3- bis 2,4-fachen der instrumentspezifischen Messgenauigkeit.

Links in Abbildung 3.8 sind die Anforderungen an MATISSE-Beobachtungen zur Bestimmung der Scheibenparameter mit hoher Genauigkeit ( $\Delta\alpha = 0,15$ ,  $\Delta\beta = 0,05$ ,  $\Delta h_0 = 2,5$  au und  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$ ) gezeigt. Die Kombination von MATISSE-Beobachtungen mit 30-minütigen ALMA-Beobachtungen mit der Konfiguration C43-7 bei 0,35 mm erlaubt für keinen Scheibenparameter die Bestimmung mit hoher Genauigkeit. Anforderungen an die Messgenauigkeiten bestehen zwar pro Parameter jeweils nur in einem Band, die benötigten Messgenauigkeiten liegen mit Werten zwischen  $\Delta V_L = 0,0013$  und  $\Delta V_M = 0,0033$  jedoch deutlich unter den instrumentspezifischen Messgenauigkeiten. Auch bei der Kombination mit ALMA-Beobachtungen mit den Konfigurationen C43-10 und C43-9 bei einer Wellenlänge von 1,25 mm lassen sich weder der radiale Dichteprofilparameter  $\alpha$ , die Scheibenaufweitung ( $\beta$ ) noch die Skalenhöhe  $h_0$  mit hoher Genauigkeit bestimmen. Lediglich die Anforderungen zur Unterscheidung von Modellen, deren Flächendichten um mindestens  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$  voneinander abweichen, liegen mit  $\Delta V_M = 0,0041$  (C43-10) beziehungsweise  $\Delta V_L = 0,0068$  und  $\Delta V_M = 0,0045$  (C43-9) knapp über den im Labor ermittelten Messunsicherheiten.

Die Einschränkung aller Scheibenparameter mit hoher Genauigkeit ist lediglich mit der Kombination von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen mit der Konfiguration C43-8 bei einer Wellenlänge von 0,97 mm möglich. Bei dieser ALMA-Konfiguration ist die Auflösung am geringsten und damit die pro Beam gemessene Intensität am größten. Die erforderlichen Genauigkeiten zur eindeutigen Unterscheidung von Modellen, deren radiale Dichteprofilparameter mindestens um  $\Delta\alpha = 0,15$  voneinander abweichen, betragen  $\Delta V_L = 0,012$  und  $\Delta V_M = 0,0097$  und damit etwa das 2,4-fache der im Labor gemessenen instrumentspezifischen Messgenauigkeit. Für die Unterscheidung von Modellen mit verschiedenen Aufweitungen ( $\Delta\beta = 0,05$ ) beziehungsweise Skalenhöhen ( $\Delta h_0 = 2,5$  au) liegen die benötigten Messgenauigkeiten im *M*-Band mit  $\Delta V_M = 0,0045$  knapp über der unteren Grenze. Die Einschränkung der Flächendichte mit einer Genauigkeit von  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,15$  erfordert Messgenauigkeiten von  $\Delta V_L = 0,039$  und  $\Delta V_M = 0,0306$ . Diese Werte liegen mit einem Faktor 7,9 beziehungsweise 7,7 über den durch die instrumentspezifische Messunsicherheiten gegebenen unteren Grenzen.

Insgesamt verbessert sich die Möglichkeit zur Einschränkung der Scheibenparameter durch die Kombination von MATISSE- und ALMA-Beobachtungen deutlich. Beobachtungen mit nur jeweils einem der Instrumente ermöglichen lediglich die Einschränkung entweder der radialen oder vertikalen Struktur der Scheibe und dies auch nur mit geringer Genauigkeit. Durch die Kombination beider Instrumente werden hin-

gegen Mehrdeutigkeiten durch die komplementären Beobachtungen in einem jeweils anderen Wellenlängenbereich aufgelöst. Während anhand von ALMA-Beobachtungen die Parameter  $\alpha$  und  $\beta$  aufgrund des gegensätzlichen Einflusses auf die radiale Scheibenstruktur nicht unabhängig bestimmt werden können, ist MATISSE vornehmlich für die vertikale Struktur und damit für den Parameter  $\beta$  sensitiv. Zudem lassen sich Mehrdeutigkeiten hinsichtlich der Scheibenaufweitung und der Skalenhöhe bei einer Beobachtung mit MATISSE durch komplementäre ALMA-Beobachtungen eliminieren, da nur der Parameter  $\beta$  einen signifikanten Einfluss auf das radiale Helligkeitsprofil hat.

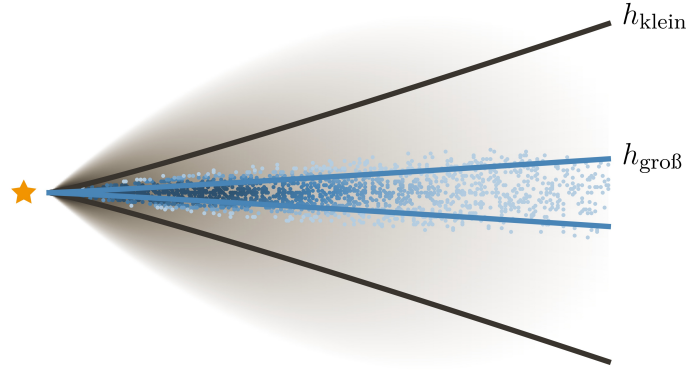
## 3.4 Einfluss von Staubkornwachstum und Sedimentation

Bisher wurden Scheibenmodelle betrachtet, deren maximaler Staubkornradius von 250 nm dem für das interstellare Medium gefundenen Wert entspricht (Mathis et al. 1977). Einige Beobachtungen protoplanetarer Scheiben zeigen jedoch Hinweise auf Staubkornwachstum und Sedimentation, also das Absinken größerer Staubkörner zur Scheibenmittelebene (z. B. Guidi et al. 2016; Menu et al. 2014; Gräfe et al. 2013; Ricci et al. 2010). Es gibt zudem Hinweise darauf, dass das Wachstum der Staubkörner bereits in der frühen Phase der Sternentstehung beginnt. Beispielsweise werden millimetergroße Staubkörner benötigt, um spektrale Energieverteilungen eingebetteter Protosterne zu reproduzieren (z. B. Miotello et al. 2014; Kwon et al. 2009; Jørgensen et al. 2007). Es gibt jedoch auch Gegenbeispiele (z. B. Sauter et al. 2009).

Staubkornwachstum und Sedimentation werden im Folgenden mithilfe eines einfachen Modells berücksichtigt. Dazu wird das zuvor in Abschnitt 3.2.1 beschriebene Scheibenmodell um große Staubkörner nahe der Mittelebene ergänzt. Anhand dieses erweiterten Scheibenmodells wird der Einfluss von Staubkornwachstum und Sedimentation auf die mit MATISSE gemessenen Visibilitäten beziehungsweise die aus ALMA-Beobachtungen ermittelten Intensitätsprofile untersucht. Dies liefert die Basis für die Untersuchung des Einflusses großer Staubkörner auf die Möglichkeit, die Scheibenstruktur einzuschränken.

### 3.4.1 Erweitertes Scheibenmodell

Nachfolgend wird das erweiterte Scheibenmodell vorgestellt. Das bisher verwendete Staubmodell wird angepasst, indem zunächst durch die Verringerung der Staubmasse ein Teil der kleinen Staubkörner entfernt wird. Anschließend wird eine zweite Staubspezies mit Kornradien zwischen  $a_{\min, \text{groß}} = 250 \text{ nm}$  und  $a_{\max, \text{groß}} = 1 \text{ mm}$  nahe der Scheibenmittelebene eingefügt. Letzteres wird erreicht, indem die großen Staubkörner zwar gemäß Gleichung 2.1 jedoch mit einer geringeren Skalenhöhe verteilt werden. Abbildung 3.9 dient als Veranschaulichung des erweiterten Scheibenmodells. Die

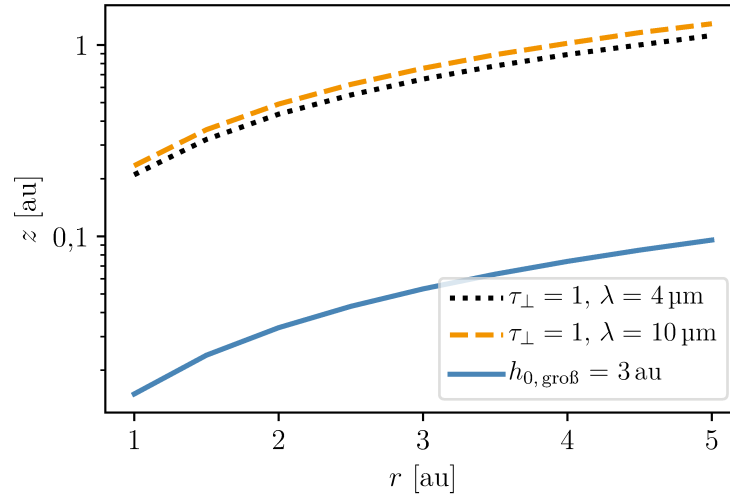


**Abb. 3.9:** Illustration des erweiterten Scheibenmodells mit Staubkornwachstum und Sedimentation. Die zwei Staubspezies mit kleinen (5 nm - 250 nm, grau) und großen Staubkörnern (250 nm - 1 mm, blau) sind entsprechend Gleichung 2.1 in der Scheibe verteilt. Die schwarzen und blauen Linien markieren die Skalenhöhen  $h_{\text{klein}}$  und  $h_{\text{groß}}$  der Verteilungen der kleinen und großen Staubkörner.

zusätzlichen Parameter werden im Folgenden erklärt.

- Die Parameter  $\alpha_{\text{groß}}$ ,  $\beta_{\text{groß}}$  und  $h_{0,\text{groß}}$  charakterisieren den radialen Abfall der Dichte, die Aufweitung sowie die Skalenhöhe der Verteilung der großen Staubkörner.
- Die Gesamtmasse der kleinen Staubkörner  $M_{\text{Staub,klein}} = (1 - f) M_{\text{Staub}}$  und der großen Staubkörner  $M_{\text{Staub,groß}} = f M_{\text{Staub}}$  werden mithilfe des Faktors  $f$  als Teil der Gesamtstaubmasse  $M_{\text{Staub}} = 10^{-4} M_{\odot}$  angegeben.

Für den radialen Dichteprofilparameter  $\alpha_{\text{groß}}$  und die Aufweitung  $\beta_{\text{groß}}$  der Dichteverteilung der großen Staubkörner wird der schon zuvor genutzte Parameterraum, der in Tabelle 3.1 angegeben ist, verwendet. Da die großen Staubkörner vom Gas entkoppeln, sinken sie zur Scheibenmittelebene und die Verteilung hat eine geringere Skalenhöhe verglichen mit der Verteilung der kleinen an das Gas gekoppelten Staubkörnern (z. B. Riols und Lesur 2018; Dubrulle et al. 1995). Die Skalenhöhe der Verteilung der großen Staubkörner wird daher aus  $h_{0,\text{groß}} \in \{0,75 \text{ au}; 1,5 \text{ au}; 3 \text{ au}\}$  gewählt. Für das Verhältnis der Staubmassen wird der Parameter  $f \in \{0,001; 0,01; 0,1\}$  gewählt. Die Parameter der kleinen Staubkörner  $\alpha_{\text{klein}} = 1,95$ ,  $\beta_{\text{klein}} = 1,15$  und  $h_{0,\text{klein}} = 15 \text{ au}$  entsprechen dem zuvor gewählten Referenzmodell. Die Eigenschaften des Sterns, der Innen- und Außenrand der Scheibe sowie die Staubeigenschaften aus Tabelle 3.1 werden für das erweiterte Modell beibehalten.



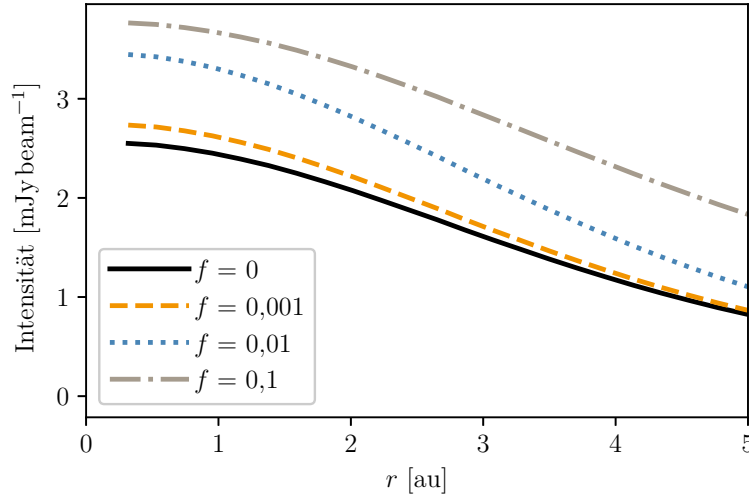
**Abb. 3.10:** Skalenhöhe der Verteilung der großen Staubkörner (blaue, durchgezogene Linie) im Vergleich zur Höhe, bei der die optische Tiefe aus Sicht des Beobachters den Wert eins erreicht (4  $\mu\text{m}$ : schwarze, gepunktete Linie, 10  $\mu\text{m}$ : orange, gestrichelte Linie).

### 3.4.2 Einfluss großer Staubkörner auf mit MATISSE gemessene Visibilitäten

Zunächst wird der Einfluss großer zur Mittelebene abgesunkener Staubkörner auf Visibilitäten, die man mit MATISSE beobachten würde, untersucht. Hierfür werden entsprechend der in Abschnitt 3.2 beschriebenen Vorgehensweise synthetische Visibilitäten für Modelle mit unterschiedlichen Verhältnissen der Staubmassen und Skalenhöhen der Verteilung der großen Staubkörner simuliert.

Die Abweichungen zwischen Modellen mit großen Staubkörnern und dem Modell mit ausschließlich kleinen Staubkörnern (Referenzmodell) sind klein und betragen maximal  $\Delta V_L = 0,001$  im  $L$ -Band,  $\Delta V_M = 0,0004$  im  $M$ -Band und  $\Delta V_N = 0,002$  im  $N$ -Band. Dies lässt sich mit der hohen optischen Tiefe im mittleren Infrarot erklären. Sie verhindert, dass die Emission der großen Staubkörner den dichten inneren Bereich der Scheibe verlässt und den Detektor erreicht. In Abbildung 3.10 sind zur Veranschaulichung die Scheibenebenen, bei denen die optische Tiefe in vertikaler Richtung ausgehend vom Beobachter den Wert  $\tau_{\perp} = 1$  erreicht, sowie die größte betrachtete Skalenhöhe  $h_{0,\text{gro\ss}} = 3$  au der Verteilung der großen Staubkörner gezeigt. Die Skalenhöhe ist etwa eine Größenordnung kleiner als die Höhe, in der eine optische Tiefe von  $\tau_{\perp} = 1$  erreicht wird.

Da die benötigten Messgenauigkeiten kleiner sind, als die instrumentspezifischen Messgenauigkeiten, ist es anhand von Beobachtungen mit MATISSE nicht möglich, Rückschlüsse über die Existenz sowie die Verteilung großer Staubkörner in der Scheibenmittelebene zu ziehen. Gleichzeitig bedeutet dies aber auch, dass die großen



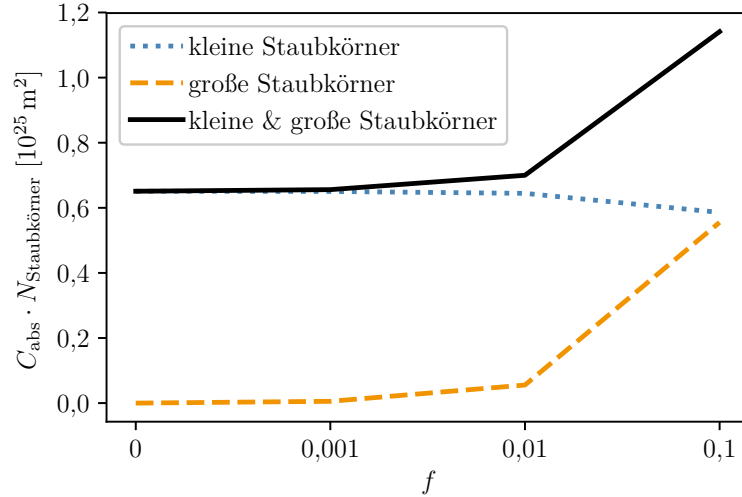
**Abb. 3.11:** Radiale Helligkeitsprofile rekonstruierter Bilder synthetischer ALMA-Beobachtungen mit der Konfiguration C43-8 bei 0,97 mm von Scheiben mit unterschiedlichen Anteilen großer Staubkörner. Die schwarze, durchgezogene Linie enthält keine großen Staubkörner und entspricht dem Referenzmodell aus dem Abschnitt 3.3. Die anderen gezeigten Modelle enthalten große Staubkörner, wobei der Massenanteil der großen Staubkörner an der Gesamtstaubmasse durch den Parameter  $f$  gegeben ist.

Staubkörner die Ergebnisse aus Abschnitt 3.3.3 bezüglich der erforderlichen Messgenauigkeiten zur Einschränkung der Verteilung der kleinen Staubkörner nicht beeinflussen.

### 3.4.3 Einfluss großer Staubkörner auf synthetische ALMA-Beobachtungen

Im nächsten Schritt wird der Einfluss großer zur Mittelebene abgesunkener Staubkörner auf die radialen Helligkeitsprofile aus rekonstruierten ALMA-Bildern untersucht. Dazu werden zunächst synthetische ALMA-Beobachtungen von Scheiben mit unterschiedlichen Staubmassenverhältnissen  $f$  simuliert. Die Skalenhöhe der Verteilung der großen Staubkörner wird hierfür zu  $h_{0,\text{groß}} = 1,5$  au gewählt. Für den radialen Dichteprofilparameter und die Aufweitung der Dichteverteilung der großen Staubkörner werden mit  $\alpha_{\text{groß}} = 1,95$  und  $\beta_{\text{groß}} = 1,15$  die Werte des Referenzmodells verwendet.

Die radialen Helligkeitsprofile aus synthetischen rekonstruierten ALMA-Bildern werden in Abbildung 3.11 beispielhaft für die Konfiguration C43-8 und eine Wellenlänge von 0,97 mm gezeigt. Mit steigender Masse der großen Staubkörner, also größerem  $f$ , steigt die Intensität. Das liegt daran, dass wegen der geringen optischen Tiefe die Emission der großen Staubkörner nahe der Mittelebene gemessen werden



**Abb. 3.12:** Absorptionsquerschnitte  $C_{\text{abs}}$  für eine Wellenlänge von 0,97 mm multipliziert mit der Anzahl der Staubkörner  $N_{\text{Staubkörner}}$  der Staubspezies mit kleinen Kornradien (blaue, gepunktete Linie), mit großen Kornradien (orange, gestrichelte Linie) und der Gesamtzahl aller Staubkörner (schwarze, durchgezogene Linie).

kann und dass die großen Staubkörner trotz der geringeren Anzahldichte im Vergleich zu den kleinen Staubkörnern wegen des hohen Absorptionsquerschnittes insgesamt mehr strahlen. Dies ist in Abbildung 3.12 gezeigt. Mit höheren Massenanteilen großer Staubkörner nimmt die optische Tiefe jedoch zu. Während die Modelle mit geringen Anteilen großer Staubkörner ( $f < 0,01$ ) bei 0,97 mm optisch dünn sind, erreicht die optische Tiefe des Modells mit  $f = 0,1$  am Innenrand einen Wert von  $\tau_{\perp} = 1,1$ . Entsprechend ist der Intensitätszuwachs im Vergleich zu Modellen mit weniger großen Staubkörnern bei kleinen Radien kleiner als bei größeren Radien.

Die maximale Intensitätsdifferenz zwischen dem Modell ohne große Staubkörner  $f = 0$  und dem Modell, bei dem die großen Staubkörner zehn Prozent der Gesamtmasse ausmachen ( $f = 0,1$ ), beträgt 1,3 mJy. Diese Differenz ist vergleichbar mit dem Einfluss, den die Parameter  $\alpha$  und  $\beta$  durch die Variation der Flächendichte auf die radialen Helligkeitsprofile haben (siehe Abbildung 3.5). Die Unterscheidung der Modelle ohne beziehungsweise mit zehn Prozent großen Staubkörnern mit einer Signifikanz von  $3\sigma$  erfordert eine Integrationszeit von nur einigen Sekunden.

Als nächstes wird der Einfluss der Verteilung der großen Staubkörner auf die radialen Helligkeitsprofile untersucht. Die Verteilung der kleinen Staubkörner wird dabei nicht verändert und entspricht dem Referenzmodell. Um einen möglichst großen Einfluss der großen Staubkörner zu erreichen, wird der Anteil an der Gesamtmasse zu  $f = 0,1$  gewählt.

Der Einfluss der Verteilung der großen Staubkörner auf die radialen Helligkeitsprofile ist gering. Zwar machen die großen Staubkörner etwa 30 % der Emission bei 0,97 mm aus (siehe Abbildung 3.11), trotzdem ist der Einfluss der Parameter  $\alpha_{\text{groß}}$ ,



$\beta_{\text{gro\ss}}$  und  $h_{0,\text{gro\ss}}$  gering im Vergleich zu den in Abschnitt 3.3.2 ermittelten Einflüssen der Verteilung der kleinen Staubkörner. Die maximale Intensitätsdifferenz für Modelle mit unterschiedlichen radialen Verteilung ( $\alpha_{\text{gro\ss}}$ ) beträgt  $0,3 \text{ mJy beam}^{-1}$ . Modelle mit unterschiedlichen Aufweitungen der Verteilung der großen Staubkörner weichen um maximal  $0,2 \text{ mJy beam}^{-1}$  voneinander ab. Die maximale Intensitätsdifferenz von Modellen mit unterschiedlichen Skalenhöhen  $h_{0,\text{gro\ss}}$  beträgt ebenfalls  $0,2 \text{ mJy beam}^{-1}$ .

Das bedeutet, dass große Staubkörner nahe der Scheibenmittelebene einen nicht zu vernachlässigenden Einfluss auf die radialen Helligkeitsprofile haben, die man aus Beobachtungen mit ALMA erhalten würde. Dabei hat jedoch nur Menge der großen Staubkörner einen signifikanten Einfluss auf die radialen Helligkeitsprofile. Solange der relative Anteil der großen Staubkörner zehn Prozent der Gesamtmasse nicht überschreitet, ist der Einfluss der Verteilung der großen Staubkörner zu gering, um einen signifikanten Einfluss auf die mit ALMA beobachteten radialen Helligkeitsprofile zu haben. Insbesondere ist der Einfluss der Verteilung der großen Staubkörner gering im Vergleich zur Verteilung der kleinen Staubkörner.

## 3.5 Zusammenfassung und Ausblick

Im Rahmen der vorgestellten Studie wurde das Potential der Kombination interferometrischer Beobachtungen im (sub-)mm Wellenlängenbereich mit ALMA sowie im mittleren Infrarot mit dem VLTI-Instrument MATISSE zur Einschränkung der Staubbichte Verteilung in den innersten 5 au nahegelegener protoplanetarer Scheiben untersucht. Dazu wurden auf Basis von 3D-Strahlungstransportsimulationen synthetische interferometrische Beobachtungen erstellt und anhand dieser der Einfluss grundlegender Scheibenparameter auf die mit MATISSE messbaren Visibilitäten sowie die radialen Helligkeitsprofile, die man aus Beobachtungen mit ALMA erhalten würde, untersucht. Anschließend wurden Anforderungen an Beobachtungen mit beiden Instrumenten ermittelt, die die Bestimmung der radialen und vertikalen Struktur der innersten Scheibenregion ermöglichen. Auf diese Weise konnten folgende Ergebnisse gefunden werden.

- Die Unterscheidung von Modellen mit unterschiedlichen Flächendichten, charakterisiert durch  $\beta - \alpha$ , anhand von Beobachtungen mit ALMA erfordert je nach verwendeter Konfiguration und betrachteter Wellenlänge Beobachtungszeiten von etwa 20 min bis zu einigen Stunden. Die Einflüsse des radialen Dichteprofilparameters  $\alpha$  und des Scheibenaufweitungsparameters  $\beta$  können aufgrund des entgegengesetzten Einflusses auf die Flächendichte nicht eindeutig unterschieden werden. Die Einschränkung der Skalenhöhe ist im Falle von Scheiben mit einer Inklination von  $i = 0^\circ$  mit ALMA ebenfalls nicht möglich.
- Die Bestimmung der Scheibenparameter anhand von Beobachtungen mit MATISSE stellt hohe Anforderungen an die Beobachtungen. Der Einfluss der radialen Scheibenstruktur ist gering. Entsprechend erfordert die Einschränkung des Parameters  $\alpha$  Messgenauigkeiten, die die unteren Grenzen, gegeben durch

die im Labor ermittelte instrumentspezifische Messgenauigkeiten, unterschreiten. Einschränkungen der vertikalen Scheibenstruktur mit geringer Genauigkeit ( $\Delta\beta = 0.1$ ,  $\Delta h_0 = 5$  au) sind gegebenenfalls möglich. Die benötigten Messgenauigkeiten liegen mit  $\Delta V_L = 0,007$ ,  $\Delta V_M = 0,005$  und  $\Delta V_N = 0,029$  in allen drei Bändern knapp über den instrumentspezifischen Messgenauigkeiten.

- Die Möglichkeit, grundlegende Scheibenparameter einzuschränken, kann durch die Kombination von Beobachtungen mit MATISSE und ALMA signifikant verbessert werden. Bei der Kombination von MATISSE-Beobachtungen mit 30-minütigen ALMA Beobachtungen sind die erforderlichen Messgenauigkeiten bei der Messung der Visibilitäten zur Einschränkung aller Parameter größer als die instrumentspezifischen Messunsicherheiten von MATISSE. Bei der Kombination mit einer 30-minütigen ALMA Beobachtung mit der Konfiguration C43-8 bei einer Wellenlänge von 0,97 mm wird eine Messgenauigkeit von  $\Delta V_L = 0,03$  benötigt, um den Parameter  $\alpha$  und damit die radiale Struktur der Scheibe einzugrenzen. Die Einschränkung der vertikalen Scheibenstruktur, charakterisiert durch die Parameter  $\beta$  und  $h_0$ , erfordert in diesem Fall Messgenauigkeiten von  $\Delta V_L = 0,012$  und  $\Delta V_M = 0,008$ .
- Der Einfluss großer Staubkörner nahe der Scheibenmittelebene auf Visibilitäten, die mit MATISSE beobachtet würden, ist aufgrund der hohen optischen Tiefe im mittleren Infrarot vernachlässigbar. Auf die mit ALMA beobachteten radialen Helligkeitsprofile haben die großen Staubkörner hingegen einen signifikanten Einfluss. Dabei hat jedoch nur die Menge der großen Staubkörner, nicht aber deren Verteilung einen messbaren Einfluss auf die radialen Helligkeitsprofile.

Die vorliegende Studie zeigt das Potential komplementärer interferometrischer Beobachtungen mit MATISSE und ALMA und liefert Vorhersagen für die Anforderungen an Beobachtungen mit beiden Instrumenten zur Einschränkung der Verteilung des Staubes in den innersten 5 au protoplanetarer Scheiben. Es muss jedoch beachtet werden, dass die Umsetzung der Beobachtungen mit MATISSE und ALMA sorgfältig geplant werden muss, da Vorhauptreihensterne häufig Variationen der Intensitätsverteilungen in einem großen Wellenlängenbereich und auf unterschiedlichen Zeitskalen zeigen (Kóspál et al. 2012; Wolk et al. 2018). Variable Akkretionsraten können beispielsweise Änderungen der Intensitätsverteilungen auf Zeitskalen von einigen Tagen bis Wochen verursachen (z. B. van Boekel et al. 2010). Zudem muss auch die Dynamik der Scheibe berücksichtigt werden, wenn Asymmetrien in der Scheibenstruktur, beispielsweise verursacht durch die Wechselwirkung eingebetteter Planeten mit der Scheibe, durch ihre orbitale Bewegung eine Variation der Intensitätsverteilung hervorrufen (z. B. Brunngräber et al. 2016; Kluska et al. 2016). Um zu verhindern, dass die anhand komplementärer Beobachtungen bei verschiedenen Wellenlängen gezogenen Schlüsse aufgrund der Einflüsse zeitlicher Variationen der Intensitätsverteilung der innersten Scheibenregion verfälscht werden, müssen die Beobachtungen mit MATISSE und ALMA in einem entsprechend kurzen Zeitraum durchgeführt werden.





## Variabilität der Helligkeitsverteilung protoplanetarer Scheiben

---

Credit: Kobus et al., A&A, 642, A104, 2020, reproduced with permission © ESO.

*In der folgenden Studie werden interferometrische Beobachtungen genutzt, um die zeitliche Variabilität der Helligkeitsverteilungen protoplanetarer Scheiben zu untersuchen. Helligkeitsvariationen sind eine typische Eigenschaft von Vorhauptreihensternen und ihren protoplanetaren Scheiben. Sie werden durch verschiedene Prozesse wie die Änderungen der Akkretion auf den Zentralstern oder die variierende Abschattung des Sternlichtes durch zirkumstellares Material verursacht. Besonders interessant sind zudem Variationen, die durch die orbitale Bewegung von Strukturen in der Intensitätsverteilung verursacht werden. Solche Strukturen können beispielsweise durch die Wechselwirkung von jungen Planeten mit der Scheibe entstehen. Räumlich aufgelöste Beobachtungen solcher Variationen erlauben es, sowohl die Struktur der Scheibe als auch die Mechanismen, die an der Entstehung von Planeten und der Auflösung der Scheibe beteiligt sind, zu untersuchen. Durch wiederholte Beobachtungen von Vorhauptreihensternen mit dem VLTI seit inzwischen fast zwei Jahrzehnten steht heute ein unvergleichlicher Datensatz von Multi-Epochen-Beobachtungen zur Verfügung. Dieser soll auf Hinweise für zeitliche Variationen untersucht werden. Hierfür werden verschiedene Analysestrategien betrachtet und untersucht, welche davon geeignet sind, um in PIONIER-, AMBER- und MIDI-Beobachtungen von 68 Vorhauptreihensternen nach Anzeichen für zeitliche Variationen zu suchen. Anzeichen für zeitliche Variabilität werden für sieben Vorhauptreihensterne gefundenen. Die Variationen werden quantifiziert und anschließend anhand ihres Erscheinungsbildes klassifiziert, um mögliche Ursachen einzugrenzen. Die in diesem Kapitel vorgestellte Studie wurde in Kobus, Wolf, Ratzka und Brunngräber (2020) im Fachmagazin Astronomy & Astrophysics veröffentlicht.*

## 4.1 Einleitung

Zeitliche Variationen der Helligkeit sind eine verbreitete Eigenschaft von Vorhauptreihensternen. Bereits vor 75 Jahren wurden elf T-Tauri-Sterne mit photometrischen Variationen bis zu 3 mag identifiziert (Joy 1945). Fünf davon sind Teil dieser Studie (R CrA, S CrA, RU Lup, T Tau, RY Tau). In den letzten Jahrzehnten hat sich herausgestellt, dass Variationen in einem breiten Wellenlängenbereich von Röntgenstrahlung bis zum mittleren Infrarot auftreten (z. B. Sinha et al. 2020; Guarcello et al. 2019; Robinson und Espaillat 2019; Rice et al. 2015; Venuti et al. 2015; Kóspál et al. 2012). Infrarotbeobachtungen mehrerer Sternhaufen mit dem Weltraumteleskop Spitzer bei 3,6 und 4,5  $\mu\text{m}$  haben gezeigt, dass typischerweise mehr als die Hälfte der Vorhauptreihensterne signifikante zeitliche Variationen aufweisen (z. B. Serpens South:  $\approx 70\%$ , NGC 1333:  $\approx 50\%$ , GGD 12-15:  $\approx 85\%$ , CSI 2264:  $\approx 90\%$ ; Wolk et al. 2018; Rebull et al. 2015; Wolk et al. 2015; Cody et al. 2014).

Helligkeitsvariationen können durch verschiedene Mechanismen verursacht werden. Sie werden nach Herbst et al. (1994) in drei verschiedene Kategorien eingeteilt.

Typ I: Kalte Sternflecken entstehen durch die Wechselwirkung des stellaren Magnetfeldes mit der Photosphäre. Die Flecken sind etwa 1000 K kälter als ihre Umgebung und über mehrere Rotationsperioden des Sterns stabil. Durch die unregelmäßige Verteilung der Flecken, die einige Prozent der Sternoberfläche bedecken können, verursacht die Rotation periodische Variationen mit Perioden von einigen Stunden bis zu wenigen Tagen (Herbst et al. 1994). Die Variationen des Mittelinfrarotflusses durch kalte Sternflecken (3,6  $\mu\text{m}$  und 4,5  $\mu\text{m}$ ) betragen typischerweise etwa 0,08 mag (Poppenhaeger et al. 2015). Durch das Verschwinden und die Bildung neuer Flecken entstehen zusätzlich Variationen auf längeren Zeitskalen von Monaten bis Jahren, die sich in der Form und Amplitude der durch die Rotation verursachten Änderungen äußern.

Typ II: Heiße Sternflecken entstehen durch die durch Magnetfeldlinien gebündelte Akkretion von zirkumstellarem Material auf den Vorhauptreihenstern. Analog zu den kühlen Sternflecken verursacht die Rotation des Sterns periodische Helligkeitsvariationen mit einer Amplitude im Mittelinfrarot von typischerweise 0,15 mag (Wolk et al. 2015; Poppenhaeger et al. 2015; Kóspál et al. 2012). Änderungen der Akkretionsrate verursachen zusätzlich irreguläre Variationen auf Zeitskalen von Stunden bis Jahren (Hartmann et al. 2016).

Typ III: Sogenannte *Dippers* (nach dem englischen Verb für *to dip*, dt.: *abdunkeln*) zeigen etwa einen bis wenige Tage andauernde Einbrüche der Helligkeit um bis zu mehrere zehn Prozent (z. B. Ansdell et al. 2016; Morales-Calderón et al. 2011; Herbst et al. 1994). Man geht davon aus, dass zirkumstellares Material, das sich zeitweise durch die Sichtlinie zwischen Stern und Beobachter bewegt, das beobachtete Sternlicht abschwächt. Je nach Umlaufbahn des Materials liegen zwischen den Helligkeitseinbrüchen Zeiträume von einigen Tagen bis Jahren.

Protoplanetare Scheiben beeinflussen die beobachteten zeitlichen Variationen auf

unterschiedliche Weisen. Einerseits verursacht das zirkumstellare Material die Variationen durch variable Akkretionsraten oder durch die Abdunklung des stellaren Flusses. Der warme Staub in den innersten Bereichen der protoplanetaren Scheibe emittiert außerdem einen signifikanten Teil der beobachteten Infrarotstrahlung des Systems. Variiert nun die Helligkeit des Zentralsterns, so führt dies zu einer veränderten Beleuchtung des Staubes und damit auch zu einer Variation der Staubtemperatur. Dies wiederum führt zu einer Änderung der thermischen Emission des Staubes und damit zu einer Variation der beobachteten Infrarotstrahlung (Carpenter et al. 2001). Gleichzeitig variiert bei einer Änderung der Beleuchtung der Scheibe auch das gestreute Sternlicht.

Die beschriebenen Variabilitätstypen lassen sich bereits anhand von räumlich unaufgelösten Beobachtungen mit ausreichender zeitlicher Abtastung identifizieren. Interferometrische Beobachtungen mit dem VLTI bieten jedoch zusätzlich die Möglichkeit, den Einfluss der Struktur der zirkumstellaren Scheibe zu untersuchen. Darüber hinaus ermöglichen solche hochauflösenden Beobachtungen die Identifizierung einer weiteren Art von zeitlichen Variationen. Der Grund dafür ist, dass Interferometer im Gegensatz zu photometrischen Messungen nicht für absolute Flusswerte, sondern für die Intensitätsverteilung sensitiv sind. Daher können Änderungen der Helligkeitsverteilung der protoplanetaren Scheibe, verursacht durch die orbitale Bewegung von Strukturen in der Scheibe, gemessen werden. Solche Strukturen entstehen beispielsweise durch Spiralarme in der Staubbichteverteilung oder durch eingebettete Begleiter, die einen lokalen Anstieg der Scheibenemission verursachen. Die Untersuchung dieser Strukturen erlaubt die Einschränkung der physikalischen Eigenschaften der Scheibe. Sofern die Strukturen durch die Wechselwirkung von Planeten mit der Scheibe verursacht werden, können außerdem Parameter der Planeten abgeleitet werden (Brunngräber und Wolf 2018; Ruge et al. 2014, 2013; Wolf und D’Angelo 2005).

Das Potential von Multi-Epochen-Beobachtungen aufgenommen mit dem VLTI zur Untersuchung der Variabilität der Helligkeitsverteilung von Vorhauptreihensternen und ihren protoplanetaren Scheiben wurde bereits in einer begrenzten Anzahl von Studien gezeigt. Beispielsweise untersuchten Brunngräber et al. (2016) interferometrische Beobachtungen des T-Tauri-Sterns DR Tau, die mit dem Instrument MIDI durchgeführt wurden. Visibilitäten, die mit ähnlicher Basislinie (Abweichung von 0,2 % in der Länge und 9,3° im Positionswinkel) im Januar 2005 sowie im Dezember 2013 aufgenommen wurden, zeigen eine signifikante Abweichung. Dabei erscheint der innere Scheibenbereich in der früheren Epoche kompakter. In einer weiteren Studie untersuchten Kluska et al. (2016) PIONIER-Beobachtungen der protoplanetaren Scheibe um MWC 158 (HD 50138). Bilder der Helligkeitsverteilung rekonstruiert aus den in den Jahren 2010 und 2013 aufgenommenen Beobachtungsdaten zeigen eine signifikante Änderung der Scheibenmorphologie. Diese modellieren die Autoren mit einem einfachen Modell bestehend aus dem Stern, einer Scheibe und einem in der Scheibe um den Stern rotierenden hellen Fleck.

Dank der inzwischen beinahe zwei Jahrzehnte dauernden Betriebszeit des VLTI steht inzwischen eine beträchtliche Menge Beobachtungsdaten im ESO-Archiv zur



Verfügung. Für einige Vorhauptreihensterne decken die vorhandenen Daten dabei zwei oder mehr Beobachtungszeitpunkte ab. In manchen Fällen existieren solche Multi-Epochen-Beobachtungen für verschiedene Wellenlängen im nahen und mittleren Infrarot. Damit bieten diese Archivdaten eine hervorragende Grundlage für die Untersuchung der Variabilität der Helligkeitsverteilung von Vorhauptreihensternen.

Wiederholte Beobachtungen mit dem VLTI wurden vorrangig mit dem Ziel durchgeführt, die uv-Abdeckung zu erweitern und damit die Information über die räumliche Struktur zu verbessern. Der direkte Vergleich von Visibilitäten zur Untersuchung der zeitlichen Variabilität erfordert hingegen übereinstimmende uv-Abdeckungen der in unterschiedlichen Epochen gemessenen Visibilitäten. Entsprechend soll in der folgenden Studie untersucht werden, inwieweit die vorhandenen Multi-Epochen-Beobachtungen Rückschlüsse auf die Variabilität der Helligkeitsverteilung von Vorhauptreihensternen und der innersten Region ihrer protoplanetaren Scheiben zulassen. Darüber hinaus sollen gefundene Variationen quantifiziert und schließlich mögliche Ursachen der Variationen diskutiert werden.

Die Studie ist folgendermaßen gegliedert. Zunächst werden die vorliegenden interferometrischen Beobachtungen vorgestellt (Abschnitt 4.2). Anschließend wird in Abschnitt 4.3 die Vorgehensweise zur Analyse dieser Daten beschrieben. Dabei wird insbesondere darauf eingegangen, wie die Zuverlässigkeit der Ergebnisse verschiedener Analysemethoden überprüft wird. In Abschnitt 4.4 werden die verschiedenen Analysemethoden betrachtet und die Ergebnisse der Untersuchung der zeitlichen Variabilität von Vorhauptreihensternen vorgestellt. In der darauf folgenden Diskussion werden für die als variabel identifizierten Vorhauptreihensterne frühere Variabilitätsstudien betrachtet (Abschnitt 4.5.1). Zudem werden Gründe für nicht identifizierte Variationen genannt (Abschnitt 4.5.2). Abschließend werden die gefundenen Variationen klassifiziert, wodurch mögliche Ursachen eingegrenzt werden können (Abschnitt 4.5.3). Die Zusammenfassung sowie ein Ausblick folgen in Abschnitt 4.6.

## 4.2 Beobachtungen und Datenreduktion

Die Basis der Studie sind interferometrische Beobachtungen von Vorhauptreihensternen aus dem Archiv der ESO. Die Vorgehensweise bei der Auswahl zu untersuchender Vorhauptreihensterne und die Kriterien für die genutzten Beobachtungsdaten sind daher die Grundlage für die folgenden Untersuchungen und Inhalt des Abschnitts 4.2.1. Anschließend wird in Abschnitt 4.2.2 eine Übersicht der Eigenschaften der im Rahmen dieser Arbeit betrachteten Beobachtungen gegeben. Ein Teil der interferometrischen Messungen liegt als Rohdaten vor und muss daher für die geplanten Analysen aufbereitet werden. Die entsprechende Vorgehensweise wird in Abschnitt 4.2.3 erläutert.

### 4.2.1 Auswahl der Vorhauptreihensterne

Zunächst wird das Archiv der ESO<sup>1</sup> nach mit PIONIER, AMBER und MIDI durchgeführten Multi-Epochen-Beobachtungen durchsucht. Gesucht werden dabei Sets von Beobachtungen, die mit demselben Instrument in mindestens zwei Nächten aufgenommen wurden. Ein guter Ausgangspunkt für diese Suche ist die Objektauswahl einer statistischen Studie über die Eigenschaften zirkumstellarer Scheiben basierend auf MIDI-Beobachtungen (Varga et al. 2018). Die genannte Studie enthält 82 Vorhauptreihensterne geringer (T-Tauri-Sterne) und mittlerer Masse (Herbig-Ae/Be-Sterne), für die bereits reduzierte Beobachtungen mit MIDI vorliegen. Von diesen 82 Objekten werden im Rahmen dieser Arbeit alle verwendet, für die mit mindestens einem der drei Instrumente Beobachtungen in mehr als einer Nacht aufgenommen wurden. Dies ist der Fall für insgesamt 68 Objekte, die in Tabelle 4.1 aufgelistet sind. Für 33 dieser Objekte wurden zudem Multi-Epochen-Beobachtungen mit PIONIER durchgeführt. Mit AMBER beziehungsweise MIDI durchgeführte Multi-Epochen-Beobachtungen existieren für jeweils 16 beziehungsweise 51 der Objekte. 26 Objekte wurden mit zwei oder sogar allen drei Instrumenten mehrfach beobachtet, sodass die zeitliche Variabilität bei verschiedenen Wellenlängen untersucht werden kann.

**Tabelle 4.1:** Übersicht der betrachteten Vorhauptreihensterne. Nach den Koordinaten der Objekte, gegeben durch die Rektaszension (zweite Spalte) und die Deklination (dritte Spalte), ist in der vierten Spalte die Entfernung zur Sonne angegeben. In der fünften Spalte ist für bekannte Doppel- und Mehrfachsternsysteme der Abstand zum nächsten Begleiter angegeben. Abstände kleiner als das Sichtfeld des VLTI ( $\sim 0,16''$ , Hummel et al. 2016) sind durch Fettdruck markiert. In der sechsten Spalte ist vermerkt, für welche der drei Instrumente Multi-Epochen-Beobachtungen (MEB) vorliegen (P: PIONIER, A: AMBER, M: MIDI).

Objekt	RA (J2000) (h m s)	Dec (J2000) (° ' ")	d (pc)	Abstand (")	MEB
RY Tau	04 21 57,4	+28 26 35,5	$444^{+55}_{-44}$ <sup>(1)</sup>		- A M
T Tau S	04 21 59,4	+19 32 05,9	$144 \pm 2$ <sup>(1)</sup>	<b>0,12</b> <sup>(3)</sup>	- - M
T Tau N	04 21 59,4	+19 32 06,4	$144 \pm 2$ <sup>(1)</sup>	0,7 <sup>(4)</sup>	- - M
DG Tau	04 27 04,7	+26 06 16,0	$121 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		- - M
Haro 6-10N	04 29 23,7	+24 33 00,9	$181^{+20}_{-16}$ <sup>(1)</sup>	1,2 <sup>(5)</sup>	- - M
Haro 6-10S	04 29 23,7	+24 32 59,7	$181^{+20}_{-16}$ <sup>(1)</sup>	1,2 <sup>(5)</sup>	- - M
GG Tau	04 32 30,3	+17 31 40,8	$2349^{+1061}_{-750}$ <sup>(1)</sup>	<b>0,032</b> <sup>(6)</sup>	- - M
DR Tau	04 47 06,2	+16 58 42,8	$195 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		- - M
AB Aur	04 55 45,8	+30 33 04,3	$162^{+2}_{-1}$ <sup>(1)</sup>		- A M
HD 31648	04 58 46,3	+29 50 36,0	$161 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		- - M
UX Ori	05 04 29,0	-03 47 14,3	$322 \pm 5$ <sup>(1)</sup>		P - M
CO Ori	05 27 38,3	+11 25 38,9	$399 \pm 7$ <sup>(1)</sup>	2 <sup>(7)</sup>	P - M

<sup>1</sup> [http://archive.eso.org/eso/eso\\_archive\\_main.html](http://archive.eso.org/eso/eso_archive_main.html)

**Tabelle 4.1:** Fortsetzung.

Objekt	RA (J2000) (h m s)	Dec (J2000) (° ' ")	d (pc)	Abstand (")	MEB
GW Ori	05 29 08,4	+11 52 12,7	$398^{+11}_{-10}$ <sup>(1)</sup>	<b>0,003</b> <sup>(8)</sup>	P - M
HD 36112	05 30 27,5	+25 19 57,1	$160 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		- - M
CQ Tau	05 35 58,5	+24 44 54,1	$162 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		P - -
V1247 Ori	05 38 05,3	-01 15 21,7	$394 \pm 10$ <sup>(1)</sup>		P - -
HD 37806	05 41 02,3	-02 43 00,7	$423^{+11}_{-10}$ <sup>(1)</sup>		P - -
FU Ori	05 45 22,4	+09 04 12,3	$411^{+9}_{-8}$ <sup>(1)</sup>	0,4 <sup>(9)</sup>	P - M
V1647 Ori	05 46 13,1	-00 06 04,9	$451^{+54}_{-44}$ <sup>(1)</sup>		- - M
HD 45677	06 28 17,4	-13 03 11,1	$614^{+23}_{-21}$ <sup>(1)</sup>		- A -
HD 259431	06 33 05,2	+10 19 19,0	$711^{+25}_{-23}$ <sup>(1)</sup>	<b>0,1</b> <sup>(10)</sup>	- A -
HD 50138	06 51 33,4	-06 57 59,4	$377 \pm 9$ <sup>(1)</sup>		P A -
Z CMa	07 03 43,2	-11 33 06,2	$252^{+118}_{-61}$ <sup>(1)</sup>		- - M
HD 72106	08 29 34,9	-38 36 21,1	$2552^{+2141}_{-1257}$ <sup>(1)</sup>		- - M
HD 85567	09 50 28,5	-60 58 02,9	$1002^{+30}_{-28}$ <sup>(1)</sup>		- A -
Hen 3-545	10 59 06,0	-77 01 40,3	$186 \pm 1$ <sup>(1)</sup>	0,2 <sup>(12)</sup>	- - M
TW Hya	11 01 51,9	-34 42 17,0	$60 \pm 0,2$ <sup>(1)</sup>		P - M
DI Cha	11 07 20,7	-77 38 07,3	$190 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P - M
HP Cha	11 08 15,1	-77 33 53,2	$200 \pm 8$ <sup>(1)</sup>		- - M
Ass Cha T 1-23	11 09 53,4	-76 34 25,7	$201 \pm 6$ <sup>(1)</sup>		- - M
WW Cha	11 10 00,1	-76 34 57,0	$191 \pm 1$ <sup>(1)</sup>	<b>0,002</b> <sup>(13)</sup>	P - M
CV Cha	11 12 27,7	-76 44 22,3	$192 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P - M
HD 100453	11 33 05,6	-54 19 28,5	$104 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		- A -
DX Cha	12 00 05,1	-78 11 34,6	$108 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P A M
CPD-36 6759	15 15 48,4	-37 09 16,0	$135 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P A M
HD 139614	15 40 46,4	-42 29 53,5	$134 \pm 1$ <sup>(1)</sup>	<b>0,08</b> <sup>(14)</sup>	P - M
HD 141569	15 49 57,7	-03 55 16,3	$110 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P - M
HD 142666	15 56 40,0	-22 01 40,0	$148 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		- A -
HD 142527	15 56 41,9	-42 19 23,2	$157 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P A M
RU Lup	15 56 42,3	-37 49 15,5	$159 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		P - M
HD 143006	15 58 36,9	-22 57 15,2	$165 \pm 4$ <sup>(1)</sup>	1,47 <sup>(15)</sup>	P - -
HD 325367	16 03 05,5	-40 18 25,4	$157 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		- - M
HD 144432	16 06 57,0	-27 43 09,8	$155 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P - M
V856 Sco	16 08 34,3	-39 06 18,3	$160 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		P A M
AS 205 N	16 11 31,4	-18 38 26,3	$127 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		P - -
SR 4	16 25 56,2	-24 20 48,2	$134 \pm 1$ <sup>(1)</sup>	1,3 <sup>(16)</sup>	- - M
Haro 1-6	16 26 03,0	-24 23 36,2	$134 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		- - M
GSS 31	16 26 23,4	-24 20 59,6	$137 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		- - M
Elia 2-24	16 26 24,1	-24 16 13,5	$136 \pm 2$ <sup>(1)</sup>		- - M
SR 24A	16 26 58,5	-24 45 36,7	$114^{+5}_{-4}$ <sup>(1)</sup>		P - -

**Tabelle 4.1:** Fortsetzung.

Objekt	RA (J2000) (h m s)	Dec (J2000) (° ' ")	d (pc)	Abstand (")	MEB
SR 21A	16 27 10,3	−24 19 12,6	$138 \pm 1$ <sup>(1)</sup>	6,7 <sup>(17)</sup>	P - M
SR 9	16 27 40,3	−24 22 04,1	$130 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P - -
Haro 1-16	16 31 33,5	−24 27 37,3	$145 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P - M
V346 Nor	16 32 32,2	−44 55 30,7	620 <sup>(2)</sup>		- - M
HD 150193	16 40 17,9	−23 53 45,2	$150 \pm 2$ <sup>(1)</sup>	1,1 <sup>(18)</sup>	P A M
AS 209	16 49 15,3	−14 22 08,6	$121 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		- - M
AK Sco	16 54 44,8	−36 53 18,6	$140 \pm 1$ <sup>(1)</sup>	<b>0,001</b> <sup>(19)</sup>	P - -
HD 163296	17 56 21,3	−21 57 21,9	$101 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P A M
HD 169142	18 24 29,8	−29 46 49,3	$114 \pm 1$ <sup>(1)</sup>		P - M
MWC 297	18 27 39,5	−03 49 52,1	$372 \pm 12$ <sup>(1)</sup>		- A -
VV Ser	18 28 47,9	+00 08 39,9	$415 \pm 8$ <sup>(1)</sup>		P - -
SVS20N	18 29 57,7	+01 14 05,7	$2669^{+2424}_{-1458}$ <sup>(1)</sup>	1,58 <sup>(20)</sup>	- - M
SVS20S	18 29 57,7	+01 14 05,7	$2669^{+2424}_{-1458}$ <sup>(1)</sup>	0,32 <sup>(20)</sup>	- - M
S CrA N	19 01 08,6	−36 57 19,9	$152 \pm 2$ <sup>(1)</sup>	1,3 <sup>(7)</sup>	P - M
R CrA	19 01 53,7	−36 57 08,1	$95^{+7}_{-6}$ <sup>(1)</sup>	<b>0,012</b> <sup>(21)</sup>	- A -
VV CrA NE	19 03 06,7	−37 12 49,7	$149 \pm 2$ <sup>(1)</sup>	1,9 <sup>(7)</sup>	- - M
VV CrA SW	19 03 06,7	−37 12 49,7	$149 \pm 2$ <sup>(1)</sup>	1,9 <sup>(7)</sup>	- - M
HD 179218	19 11 11,3	+15 47 15,6	$264 \pm 3$ <sup>(1)</sup>		P - M

**Referenzen:** (1) Bailer-Jones et al. (2018), (2) Evans et al. (1994), (3) Ratzka et al. (2009), (4) Dyck et al. (1982), (5) Leinert und Haas (1989), (6) Di Folco et al. (2014), (7) Reipurth und Zinnecker (1993), (8) Mathieu et al. (1991), (9) Wang et al. (2004), (10) Koresko et al. (1991), (11) Dommangen und Nys (2000), (12) Schmidt et al. (2013), (13) Garcia et al. (2013), (14) Close et al. (2014); Biller et al. (2012), (15) Müller et al. (2011), (16) Ghez et al. (1993), (17) Barsony et al. (2003), (18) Monnier et al. (2017), (19) Jensen et al. (1996), (20) Duchêne et al. (2007), (21) Sissa et al. (2019)

Einige Objekte in der Auswahl sind Doppel- oder Mehrfachsternsysteme. Für diese ist in Tabelle 4.1 der Abstand des jeweils nächstgelegenen Begleiters angegeben. Bei acht Objekten ist dieser Abstand kleiner als das Sichtfeld des VLTI, sodass Variationen der beobachteten Helligkeitsverteilung aufgrund der orbitalen Bewegung des Begleiters zu erwarten sind. Im Hinblick auf die Untersuchung der eingangs in Abschnitt 4.1 genannten Ursachen von zeitlichen Variationen ist die Identifizierung von Variationen verursacht durch die Bewegung von Doppelsternen uninteressant. Trotzdem werden diese Objekte für die Studie berücksichtigt. Zum einen bieten sie die Möglichkeit, zu überprüfen, wie gut Variationen anhand der vorliegenden Daten und verwendeten Methoden identifiziert werden können. Zum anderen besteht die Möglichkeit, dass neben der Bewegung der Begleiter weitere Prozesse zeitliche Variationen verursachen, die gegebenenfalls unterschieden werden können.

### 4.2.2 Übersicht der vorliegenden Beobachtungen

Da es sich bei den vorliegenden Daten um Archivdaten handelt, die ursprünglich zur Beantwortung verschiedenster Fragestellungen aufgenommen wurden, variieren sowohl die Zahl der Epochen, in denen unterschiedliche Objekte aufgenommen wurden, als auch die Zeitskalen, die die Multi-Epochen-Beobachtungen abdecken. Nachfolgend wird ein kurzer Überblick über die vorliegenden Daten gegeben. Eine vollständige Auflistung aller verwendeten Beobachtungen inklusive der Informationen über die Beobachtungszeitpunkte und die verwendeten Konfigurationen findet sich im Anhang in Abschnitt A.2 in den Tabellen A.3 bis A.5.

Die Beobachtungen mit PIONIER im  $H$ -Band ( $1,65\ \mu\text{m}$ ) wurden in 105 Nächten zwischen Dezember 2010 und Juni 2018 durchgeführt. Acht der 33 mit PIONIER beobachteten Objekte wurden jeweils in zwei Nächten beobachtet (CO Ori, GW Ori, V1247 Ori, FU Ori, TW Hya, CV Cha, HD 141569, SR 24A). HD 142527 wurde in 22 Nächten und damit am häufigsten beobachtet. Im Mittel wurden die 33 Objekte in sechs Nächten beobachtet. Die Zeitskalen, die von den Multi-Epochen-Beobachtungen mit PIONIER abgedeckt werden, reichen von einem bis zu 2579 Tage (etwa sieben Jahre, FU Ori). Dabei beträgt der mittlere Abstand zwischen zwei Beobachtungen 161 Tage.

Die AMBER-Beobachtungen im  $H$ - ( $1,65\ \mu\text{m}$ ) und  $K$ -Band ( $2,2\ \mu\text{m}$ ) wurden in 123 Nächten zwischen Mai 2007 und Dezember 2015 durchgeführt. Drei Objekte wurden mit AMBER jeweils in nur zwei unterschiedlichen Nächten beobachtet (RY Tau, HD 45677, HD 142666). Am häufigsten wurde V856 Sco beobachtet, nämlich in 33 Nächten. Im Mittel existieren für die 16 Objekte AMBER-Beobachtungen aus neun Nächten. Die Zeitskalen reichen von einem bis zu 2905 Tage (etwa acht Jahre, HD 50138). Im Schnitt beträgt die Dauer zwischen zwei AMBER-Beobachtungen 176 Tage.

Die mit MIDI ( $N$ -Band: 10 bis  $13\ \mu\text{m}$ ) aufgenommenen Daten enthalten Visibilitäten aus 201 Nächten in einem Zeitraum zwischen Februar 2004 und März 2015. Beobachtungen aus nur jeweils zwei Nächten liegen für acht der 51 mit MIDI beobachteten Objekte vor (HD 31648, Ass Cha T 1-23, CV Cha, HD 141569, GSS 31, SR 21A, AS 209, VV CrA NE). Mit Beobachtungen aus 20 verschiedenen Nächten wurde Z CMa am häufigsten beobachtet. Im Schnitt existieren Beobachtungsdaten aus fünf Nächten. Die Zeitskalen reichen von einem bis zu 3764 Tage (etwa zehn Jahre, V856 Sco). Im Mittel beträgt die Dauer zwischen zwei Beobachtungen 338 Tage.

### 4.2.3 Aufbereitung der Rohdaten

Die mit PIONIER durchgeführten Beobachtungen liegen bereits reduziert beim Jean-Marie Mariotti Center `oidb service`<sup>2</sup> vor. Die Rohdaten wurden mit dem Softwarepaket `pndrs` in den Versionen 2.3 bis 3.74 reduziert (Le Bouquin et al. 2011).

<sup>2</sup><http://oidb.jmmc.fr/index.html>

Die resultierenden quadrierten<sup>3</sup> Visibilitäten und Closure-Phasen können nach dem Download direkt für die geplanten Analysen verwendet werden.

AMBER-Daten liegen im Archiv der ESO als Rohdaten vor und müssen daher im Rahmen dieser Arbeit reduziert werden. Dafür wird das Paket `amdlib` in der Version 3.0.9 verwendet (Chelli et al. 2009; Tatulli und Duvert 2007). Das grundsätzliche Vorgehen der Aufbereitung von interferometrischen Messdaten wurde bereits in Abschnitt 2.3.7 erläutert. Nachfolgend wird lediglich die Wahl der für die Datenaufbereitung relevanten Parameter diskutiert.

Vibrationen der Instrumentierung von AMBER verursachen während der Beobachtung eine Dämpfung des Interferenzkontrastes. Um diese ungewollte Verringerung der Visibilitäten zu vermeiden, werden für die Reduktion lediglich 20 % der Einzelaufnahmen mit dem höchsten Signal-Rausch-Verhältnis (S/R) verwendet (Tatulli und Duvert 2007). Beobachtungen, die nach dieser Auswahl immer noch Einzelaufnahmen des Interferenzmusters mit  $S/R \leq 1$  enthalten, werden aussortiert. Ebenso werden Beobachtungen aussortiert, deren Einzelaufnahmen im Mittel ein schlechtes Signal-Rausch-Verhältnis von  $S/R \leq 3$  haben. Um bei den verbleibenden AMBER-Daten das Signal-Rausch-Verhältnis der Visibilitäten zu verbessern, werden Einzelaufnahmen aus einem Zeitraum von maximal 25 min zusammengefasst. Für die Kalibration der Visibilitäten werden alle in der jeweiligen Nacht durchgeführten Beobachtungen geeigneter Kalibratorsterne genutzt. Die Beobachtungsdaten der Kalibratorsterne sind zusammen mit den Rohdaten der jeweiligen Objekte im Archiv der ESO verfügbar. Die Durchmesser der Kalibratorsterne, die für die Berechnung der Transferfunktion benötigt werden, stammen aus den Katalogen von Bourgès et al. (2014), Lafrasse et al. (2010), Richichi und Percheron (2005), Mérand und Bordé (2005) sowie Bordé et al. (2002). Schließlich werden alle Beobachtungen aus Nächten, in denen die Transferfunktion signifikante zeitliche Variationen zeigt, aussortiert.

Im VLTI/MIDI-Atlas von Varga et al. (2018) liegen bereits reduzierte Visibilitäten für alle in dieser Studie berücksichtigten Objekte vor. Das Vorgehen bei der Reduktion wurde in Varga et al. (2018) beschrieben. Bevor die Daten für die geplanten Untersuchungen verwendet werden, werden zunächst alle Datensätze aussortiert, die von Varga et al. (2018) als unzuverlässig markiert wurden.

## 4.3 Vorgehensweise

Ziel dieser Arbeit ist die Untersuchung der Variabilität von Vorhauptreihensternen anhand des umfangreichen Satzes archivierter Beobachtungen mit PIONIER, AMBER

---

<sup>3</sup> Überlicherweise liefern die Programme, welche zur Reduktion der VLTI-Beobachtungen verwendet werden, quadrierte Visibilitäten. Ob Visibilitäten quadriert werden oder nicht hat keinen Einfluss auf den Informationsgehalt über die beobachtete Intensitätsverteilung. Die im Rahmen dieser Studie betrachteten quadrierten Visibilitäten werden allerdings nicht in Visibilitäten umgerechnet, da die Messgenauigkeit nur für die quadrierten Visibilitäten gegeben ist. Da Visibilitäten und quadrierte Visibilitäten gleichwertig verwendet werden können, wird der Hinweis “ quadriert ” für eine bessere Lesbarkeit im Folgenden häufig weggelassen.



und MIDI. Die Tatsache, dass mit einem Interferometer statt der Helligkeitsverteilung deren Fourier-Transformierte für eine begrenzte Zahl Raumfrequenzen gemessen wird, hat einen entscheidenden Einfluss auf die für die Analyse geeigneten Methoden sowie auf die Rückschlüsse, die anhand der vorliegenden Daten gezogen werden können. Die gemessenen Visibilitäten und Closure-Phasen hängen nicht nur von der Helligkeitsverteilung, sondern auch von der Länge und Ausrichtung der verwendeten Basislinien sowie von der Wellenlänge ab. Der direkte Vergleich von in verschiedenen Nächten gemessenen Visibilitäten zur Feststellung zeitlicher Variationen erfordert daher, dass die Beobachtungen mit der gleichen Basislinie im selben Band durchgeführt wurden.

### 4.3.1 Vergleich von Multi-Epochen-Beobachtungen: Ansätze

Im ersten Teil der Studie werden ausschließlich Beobachtungen verglichen, die mit einem Instrument bei gleicher Basislinie im selben Band aufgenommen wurden. Abweichungen der gemessenen Visibilitäten lassen sich in diesem Fall direkt auf zeitliche Variationen der Helligkeitsverteilung zurückführen. Eine detaillierte Beschreibung der Vorgehensweise sowie die Ergebnisse, die mit diesem Ansatz auf Basis der vorliegenden Daten gewonnen werden können, finden sich in Abschnitt 4.4.1.

Die Anforderung übereinstimmender Basislinien wird nur von einem geringen Teil der vorliegenden Multi-Epochen-Beobachtungen erfüllt. Um auch Daten mit abweichenden Basislinien vergleichen zu können, werden verschiedene Ansätze genutzt. Die Grundidee dabei ist, Änderungen der Visibilitäten aufgrund von geringen Abweichungen der Basislinie abzuschätzen und diese mit den tatsächlich gemessenen Visibilitätsdifferenzen zu vergleichen. Insgesamt werden drei verschiedene Ansätze, die auf dieser Grundidee basieren, verfolgt. Der in Abschnitt 4.4.2 vorgestellte Ansatz basiert auf einer visuellen Analyse. Hier werden die gemessenen Visibilitäten gegen die Länge der Basislinie aufgetragen und gleichzeitig die Orientierung sowie der Zeitpunkt der Beobachtung durch Ausrichtung und Farbe veranschaulicht. Dadurch, dass sämtliche zu einem Vorhauptreihenstern mit einem der drei Instrumente aufgenommen Daten in einem Plot veranschaulicht werden, lassen durch zeitliche Variationen verursachte Trends gut erkennen. In einem weiteren Ansatz werden die interferometrischen Daten, die innerhalb einer Epoche aufgenommen wurden, jeweils mit Gaußverteilungen modelliert und anschließend die Modelle verschiedener Epochen verglichen (Abschnitt 4.4.3). In Abschnitt 4.4.4 wird schließlich ein Ansatz vorgestellt, bei dem aufgrund abweichender Basislinien zu erwartende Visibilitätsdifferenzen statistisch abgeschätzt werden. Sind die abgeschätzten Differenzen klein verglichen mit den Abweichungen der in verschiedenen Epochen gemessenen Visibilitäten, ist eine zeitliche Änderung der Intensitätsverteilung eine mögliche Ursache.

Für jede der drei genannten Analysemethoden wird jeweils zunächst die Grundidee vorgestellt und die Umsetzung erläutert. Anschließend wird jeweils die Zuverlässigkeit und Aussagekraft der Ansätze bewertet. Dazu werden simulierte Beobachtungen von bekannten Helligkeitsverteilungen analysiert. Einerseits werden hierzu synthetische Beobachtungen zeitlich variabler Intensitätsverteilungen ausgewertet, um zu überprüfen, ob der jeweilige Ansatz prinzipiell in der Lage ist, zeitliche Variationen



zu erkennen. Zudem werden synthetische Beobachtungen statischer Helligkeitsverteilungen analysiert, um mögliche Schwachstellen aufzudecken, die zu einer Fehlinterpretation der Daten und damit zu falsch-positiven Ergebnissen bezüglich zeitlicher Variationen führen können. Ansätze, die sich als zuverlässig erweisen, werden anschließend genutzt, um die zeitliche Variabilität der Vorhauptreihensterne zu untersuchen.

### 4.3.2 Erstellung synthetischer Beobachtungen

Um die Verlässlichkeit der unterschiedlichen Ansätze zum Vergleich interferometrischer Multi-Epochen-Beobachtungen zu evaluieren, werden synthetische Beobachtungen genutzt. Als Basis für die dafür benötigten variablen und statischen Intensitätsverteilungen wird die im Folgenden vorgestellte Strahlungstransportsimulation eines exemplarischen Vorhauptreihensterns mit typischen Eigenschaften verwendet.

## Modell

Für den Zentralstern wird der schon in der vorherigen Studie verwendete Herbig-Stern mit einer Temperatur von  $T_{\text{eff}} = 9750 \text{ K}$  und einer Leuchtkraft von  $L_{\star} = 18 L_{\odot}$  verwendet. Seine Eigenschaften entsprechen denen typischer Vorhauptreihensterne mittlerer Masse. Zudem entsprechen sie denen von HD 141569 (Fairlamb et al. 2015), einem der untersuchten Vorhauptreihensterne.

Die protoplanetare Scheibe mit einem typischen Innenrand bei 0,3 au (z. B. Woitke et al. 2019) wird durch die schon in der vorigen Studie genutzten und in Abschnitt 2.1.2 gegebenen Dichteverteilung beschrieben. Dabei werden die Parameter zur Charakterisierung der radialen und vertikalen Scheibenstruktur mit  $\alpha = 2,1$ ,  $\beta = 1,2$  und  $h_0 = 15 \text{ au}$  entsprechend häufig gefundener Eigenschaften protoplanetarer Scheiben gewählt (z. B. Woitke et al. 2019; Andrews et al. 2010). Die Masse der Staubscheibe beträgt wie in der vorherigen Studie  $M_{\text{Staub}} = 10^{-4} M_{\odot}$ .

Für den Staub wird das in Abschnitt 2.1.3 beschriebene Modell genutzt. Seine Eigenschaften entsprechen dem des im ersten Teil der vorherigen Studie genutzten Modells und insbesondere denen des interstellaren Mediums (Mathis et al. 1977).

## Strahlungstransportsimulation

Basierend auf diesem Modell werden mithilfe der Software **Mo13D** (Ober et al. 2015) Intensitätskarten bei jeweils zwölf logarithmisch verteilten Wellenlängen in den von PIONIER, AMBER und MIDI abgedeckten Wellenlängenbereichen 1,5 bis 2,4  $\mu\text{m}$  und 8 bis 13  $\mu\text{m}$  berechnet. Es wird dabei angenommen, dass die Scheibe mit einer Inklination von  $i = 30^\circ$  bei einer typischen Entfernung von 140 pc zur Sonne beobachtet wird.

## Variation der Intensitätskarten

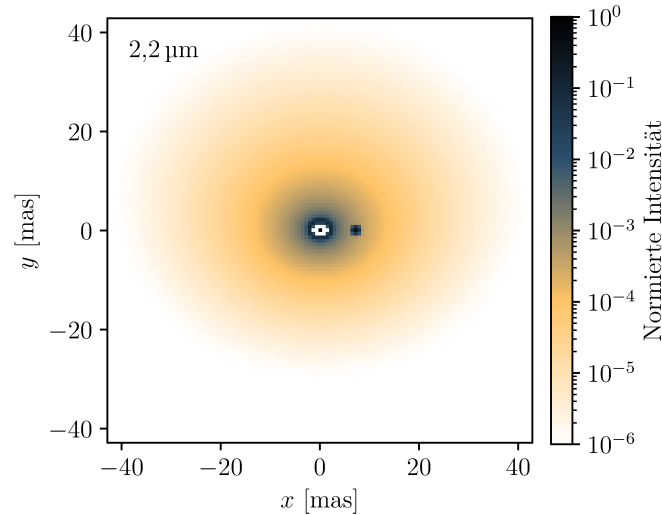
Die gemessenen Visibilitäten hängen nicht nur von der Intensitätsverteilung ab, sondern auch von der betrachteten Raumfrequenz. Der Einfluss beider Aspekte auf die Analyse zur Bestimmung zeitlicher Variationen soll daher anhand der synthetischen Beobachtungen untersucht werden. Dafür sollen die verschiedenen Kombinationen aus einem kleinen oder großen Einfluss geringer Basislinienabweichungen sowie dem Zugrundeliegen beziehungsweise dem Fehlen zeitlicher Variation der Helligkeitsverteilung von den verschiedenen Modellen berücksichtigt werden. Aus diesem Grund werden zwei charakteristisch unterschiedliche Modelle verwendet, für die jeweils eine statische und eine variable Variante existiert. Die vier Modelle werden mithilfe der folgenden Anpassungen aus der mittels Strahlungstransportsimulation gewonnenen Intensitätskarte (Referenz) erzeugt.

$M_{1,\text{stat}}$ : Für dieses Modell werden keine Anpassungen vorgenommen, es entspricht also exakt der Referenz-Intensitätsverteilung, welche die Strahlungstransportsimulation liefert. Das Modell repräsentiert eine zeitlich unabhängige Intensitätsverteilung mit einer lediglich geringen azimuthalen Asymmetrie aufgrund der geringen Inklination von  $i = 30^\circ$ . Die synthetischen Beobachtungen sollten daher keine Anzeichen für zeitliche Variationen und nur einen geringen Einfluss kleiner Abweichungen der verwendeten Basislinie zeigen.

$M_1(t)$ : Mit diesem Modell werden Variationen des Stern-Scheibe-Flussverhältnisses imitiert. Dazu wird in der Referenz-Helligkeitsverteilung die Intensität des Sterns durch Multiplikation mit einem zeitabhängigen Faktor variiert. Der Faktor kann die Werte 1 und 0,5 annehmen, wobei der Wert zufällig gewählt wird. Das Modell ist damit eine einfache Repräsentation zeitlicher Variationen, die durch Sternflecken verursacht werden. Variationen des Scheibenflusses verursacht durch die variierende Beleuchtung sowie die Fluktuationen der Temperaturverteilung aufgrund der Änderung der Heizung durch den Zentralstern werden vernachlässigt. Die Variation des Sternflusses um den Faktor 2 erzeugt beispielsweise im  $K$ -Band Änderungen der Gesamtflussdichte von 0,9 mag. Dies entspricht typischen durch Sternflecken verursachten Variationen (z. B. Wolk et al. 2013).

$M_{2,\text{stat}}$ : Um ein einfaches Modell mit einer Asymmetrie zu erzeugen, wird ein heller gaußverteilter Fleck in die Referenz-Intensitätsverteilung eingefügt. Der Fleck befindet sich bei einer Entfernung von 9 mas (1,26 au) zum Zentralstern. Die Größe des gaußverteilten Flecks ist durch die Standardabweichung von 0,5 mas gegeben. Die maximale Intensität des Flecks wird um einen Faktor  $10^3$  heller im Vergleich zur ursprünglichen Intensität an dieser Position gewählt. Dies ist vergleichbar mit der relativen Intensität eingebetteter Begleiter im  $N$ -Band in Simulationen von Brunngräber und Wolf (2018). Zur Veranschaulichung des Modells ist in Abbildung 4.1 die Intensitätskarte mit gaußförmigem Fleck gezeigt.

$M_2(t)$ : Durch die Variation der Position des hellen Flecks erhält man das zeitabhängige Gegenstück zum Modell  $M_{2,\text{stat}}$ . Unter der Annahme Keplerscher Rotation wird aus der Masse des Zentralsterns ( $1,8 M_\odot$  Fairlamb et al. 2015) und dem Abstand



**Abb. 4.1:** Normierte Intensitätskarte des Modells  $M_{2,\text{stat}}$  im  $K$ -Band ( $2,2\,\mu\text{m}$ ). Die Referenz-Intensitätskarte wird für dieses Modell mit einem gaußverteilten hellen Fleck bei einer Entfernung von 9 mas versehen.

des hellen Flecks (9 mas) seine Umlaufdauer berechnet. Diese beläuft sich auf etwa 400 Tage. Die Position des hellen Flecks wird entsprechend dieser Umlaufdauer variiert, wobei der projizierte Abstand entsprechend der Scheibeninklination von  $30^\circ$  in  $y$ -Richtung kleiner gewählt wird. Damit dient das Modell  $M_2(t)$  als einfache Repräsentation zeitlicher Variationen aufgrund der Bewegung von Strukturen in der Helligkeitsverteilung in der Scheibe, die beispielsweise durch die Wechselwirkung von Planeten mit der Scheibe entstehen können.

## Erstellung der synthetischen Beobachtungen

Die synthetischen Visibilitäten und Closure-Phasen werden auf Basis der zuvor beschriebenen Intensitätskarten entsprechend der in Abschnitt 2.3.8 beschriebenen Vorgehensweise erstellt. Die uv-Abdeckungen und die zeitlichen Abstände zwischen den Beobachtungen werden dabei so gewählt, dass sie denen der in dieser Arbeit berücksichtigten Multi-Epochen-Beobachtungen mit PIONIER, AMBER und MIDI entsprechen. Anschließend werden die berechneten Visibilitäten und Closure-Phasen mit gaußischem Rauschen versehen, wobei die Standardabweichung ebenfalls entsprechend der echten Beobachtungen gewählt wird. Auf diese Weise werden für die uv- und Zeitabdeckung jeder in dieser Arbeit betrachteten Beobachtung vier synthetische Beobachtungen erstellt, die auf Intensitätsverteilungen mit bekannter Zeitabhängigkeit basieren.

Die synthetischen Beobachtungen liefern die Grundlage, um die Zuverlässigkeit der verschiedenen Analysemethoden zu validieren. Die Abweichungen der synthetischen Visibilitäten, die durch die variablen Intensitätsverteilungen der Modelle

$M_1(t)$  und  $M_2(t)$  verursacht werden, sind dabei so gewählt, dass sie etwa den Visibilitätsdifferenzen, die in Abschnitt 4.4.1 bei echten Multi-Epochen-Beobachtungen von Objekten mit Anzeichen für zeitliche Variationen gefunden werden, entsprechen. Dabei imitieren sie das qualitative Verhalten zweier grundlegend verschiedener Arten von Variabilität. Die synthetischen Daten, die auf den zeitabhängigen Modellen  $M_1(t)$  und  $M_2(t)$  basieren, ermöglichen damit die Bewertung, ob die Ansätze in der Lage sind, zeitliche Variationen zu identifizieren. Die statischen Modelle  $M_{1,stat}$  und  $M_{2,stat}$  wiederum erlauben es, die Zuverlässigkeit der Vorhersagen über zeitliche Variabilität zu überprüfen und Ansätze zu erkennen, die zu falsch-positiven Ergebnissen führen. Abschließend sei erwähnt, dass die synthetischen Beobachtungen nicht zur Modellierung der Multi-Epochen-Beobachtungen dienen.

## 4.4 Ergebnisse

Im Folgenden werden die für 68 Vorhauptreihensterne vorliegenden Multi-Epochen-Beobachtungen auf Anzeichen für zeitliche Variabilität untersucht. In Abschnitt 4.4.1 werden zunächst Beobachtungen untersucht, die mit gleicher Basislinie aufgenommen wurden. Abweichungen der zu unterschiedlichen Zeitpunkten aufgenommenen Visibilitäten lassen sich hierbei direkt auf zeitliche Variationen zurückführen. Anschließend werden in den folgenden Abschnitten weitere Methoden zum Vergleich von Multi-Epochen-Beobachtungen mit abweichender uv-Abdeckung vorgestellt, ihre Zuverlässigkeit evaluiert und gegebenenfalls zur Untersuchung der Variabilität der 68 Vorhauptreihensterne angewendet.

### 4.4.1 Direkter Vergleich

#### Beschreibung der Vorgehensweise

In den vorliegenden Daten werden zunächst alle Multi-Epochen-Beobachtungen gesucht, deren uv-Abdeckung einen direkten Vergleich der zu verschiedenen Zeitpunkten gemessenen Visibilitäten erlaubt. Aufgrund der Erdrotation ändert sich die Basislinie im Laufe der Beobachtungsdauer. Diese Änderung kann als Richtwert betrachtet werden, der angibt, mit welcher Genauigkeit die Basislinien zweier Beobachtungen übereinstimmen müssen um als *gleich* betrachtet zu werden. In allen betrachteten PIONIER-Beobachtungen beträgt die mittlere Änderung der Länge und Ausrichtung der Basislinie  $\langle \Delta B \rangle = 0,1\%$  beziehungsweise  $\langle \Delta PA \rangle = 0,2^\circ$ . Da AMBER-Daten aus einem Zeitraum von maximal 25 min zu einer Beobachtung zusammengefasst werden (siehe Abschnitt 4.2.3), sind die mittleren Abweichungen der Basislänge und des Positionswinkels mit  $\langle \Delta B \rangle = 1,4\%$  beziehungsweise  $\langle \Delta PA \rangle = 1,7^\circ$  größer. In den bereits reduzierten MIDI-Daten liegen keine Informationen über die Änderung der Basislinien im Verlauf der Beobachtung vor. Da die typische Dauer eines Beobachtungsblocks mit MIDI 25 min beträgt, sind ähnliche Abweichung wie im Fall der vorliegenden AMBER-Beobachtungen zu erwarten. Um die Analyse einheitlich zu

gestalten, wird lediglich die strengste Anforderung an die Übereinstimmung der Basislinien verwendet. Das heißt, alle Basislinien zweier Beobachtungen mit einem der drei Instrumente, deren Länge und Positionswinkel um weniger als 0,1 % beziehungsweise 0,2° voneinander abweichend, werden als *gleich* betrachtet.

Dieses Kriterium erfüllen Multi-Epochen-Beobachtungen von neun der insgesamt 68 Vorhauptreihensterne. Für die sieben Objekte HD 37806, HD 50138, TW Hya, DX Cha, CPD-36 6759, HD 142527 und V856 Sco wurden mit PIONIER jeweils zu zwei verschiedenen Zeitpunkten Visibilitäten bei der gleichen Basislinie gemessen. Für die fünf Vorhauptreihensterne DX Cha, HD 142527, V856 Sco, HD 163296 und R CrA existieren mit AMBER bei gleicher Basislinie aufgenommene Multi-Epochen-Beobachtungen. Bei den vorliegenden MIDI-Beobachtungen ist die Basislinienabweichung in keinem Fall klein genug, um einen direkten Vergleich der Visibilitäten zu erlauben.

Da für den direkten Vergleich die betrachteten Raumfrequenzen übereinstimmen müssen, muss neben der Basislinie auch die Wellenlängenabdeckung gleich sein. Daher werden nur Beobachtungen miteinander verglichen, die mit demselben Instrument im gleichen Band aufgenommen wurden. Das spektrale Auflösungsvermögen der zu unterschiedlichen Zeitpunkten aufgenommenen Beobachtungen kann dabei jedoch abweichen. Um die gemessenen wellenlängenabhängigen Visibilitäten trotzdem vergleichen zu können, werden sie über das gesamte Band gemittelt. Die Mittelung der quadrierten Visibilitäten über alle  $N$  Wellenlängen wird dabei entsprechend der Messunsicherheiten  $\sigma$  gewichtet:

$$\langle V^2 \rangle = \frac{\sum_{i=1}^N \frac{V^2(\lambda_i)}{\sigma_i^2}}{\sum_{i=1}^N \frac{1}{\sigma_i^2}}. \quad (4.1)$$

Die Mittelung der Messunsicherheiten liefert die Messunsicherheit der gemittelten quadrierten Visibilitäten:

$$\sigma_{\langle V^2 \rangle} = \sqrt{\frac{1}{\sum_{i=1}^N \frac{1}{\sigma_i^2}}}. \quad (4.2)$$

Anhand dieser gemittelten Größen lassen sich zwei Beobachtungen zu den Zeitpunkten  $j$  und  $k$  durch die Berechnung der Differenz

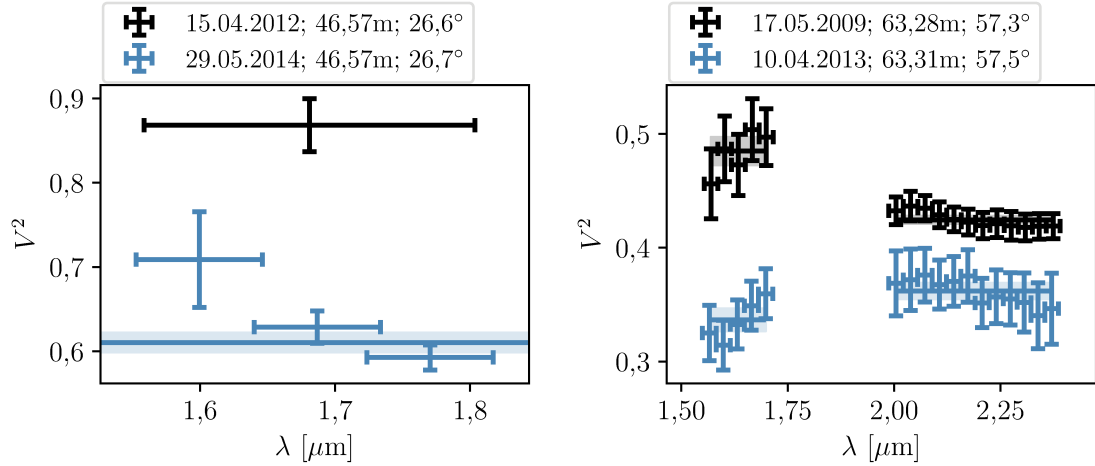
$$\Delta \langle V^2 \rangle = |\langle V_k^2 \rangle - \langle V_j^2 \rangle| \quad (4.3)$$

vergleichen. Diese Visibilitätsdifferenz ist mit der Unsicherheit

$$\sigma = \sqrt{\sigma_{\langle V_j^2 \rangle}^2 + \sigma_{\langle V_k^2 \rangle}^2} \quad (4.4)$$

behaftet. Der Vergleich der Differenz der Visibilitäten mit dieser Unsicherheit erlaubt es, die Signifikanz der gefunden Variationen  $\Delta \langle V^2 \rangle / \sigma$  zu ermitteln.

Um zu illustrieren, wie die zu verschiedenen Zeitpunkten mit gleicher Basislinie gemessenen Visibilitäten verglichen werden und wie damit Rückschlüsse über zeitliche



**Abb. 4.2:** Illustration des direkten Vergleichs am Beispiel von PIONIER (*links*) und AMBER-Beobachtungen (*rechts*) des Vorhaupttreihensterns HD 142527. Links sind quadrierte Visibilitäten gezeigt, die am 15.04.2012 und am 29.05.2014 mit PIONIER unter Verwendung der gleichen Basislinie gemessen wurden. Die rechts gezeigten Visibilitäten wurden mit AMBER am 17.05.2009 sowie am 10.04.2013 aufgenommen. Die Fehlerbalken in vertikaler Richtung zeigen die Messunsicherheiten der quadrierten Visibilitäten. In horizontaler Richtung geben die gezeigten Fehlerbalken die Breite der spektralen Bins an. Spektral aufgelöste Visibilitäten werden entsprechend Gleichung 4.1 gemittelt und als durchgezogene Linie dargestellt. Die schattierten Balken geben die entsprechende Messunsicherheit an (Gleichung 4.2).

Variationen getroffen werden, wird die Vorgehensweise am Beispiel von HD 142527 ausführlich erläutert. Dazu wird zunächst jeweils ein Paar zweier mit PIONIER beziehungsweise AMBER gemessenen Visibilitäten in Abbildung 4.2 gezeigt. Links in Abbildung 4.2 sind Visibilitäten gezeigt, die mit PIONIER am 15.04.2012 und am 29.05.2014 aufgenommen wurden. Trotz der gleichen Basislinien ( $\Delta B \approx 0\%$ ,  $\Delta PA = 0,1^\circ$ ) ist die am 15.04.2012 gemessene quadrierte Visibilität signifikant kleiner als die am 29.05.2014 gemessenen Werte. Um einen direkten Vergleich zu erlauben, werden die spektral aufgelösten Visibilitäten vom 29.05.2014 gemäß Gleichung 4.1 über die Wellenlänge gemittelt. Die Differenz der am 15.04.2012 gemessenen Visibilität und der wellenlängengemittelten Visibilität vom 29.05.2014 beträgt  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,26$  mit einer Signifikanz von  $\Delta\langle V^2 \rangle = 7,7\sigma$ .

Auch die mit AMBER bei einer anderen Raumfrequenz ( $\langle B \rangle \approx 63\text{ m}$ ,  $\langle PA \rangle \approx 57^\circ$ ) am 17.05.2009 und am 10.04.2013 gemessenen Visibilitäten unterscheiden sich signifikant. Sowohl im *H*- als auch im *K*-Band liegen die über die Wellenlänge gemittelten Visibilitäten vom 10.04.2013 deutlich unter den zuvor gemessenen Werten. Die Visibilitätsdifferenzen betragen  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,15$  im *H*-Band und  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,06$  im *K*-Band, wobei die Abweichungen mit  $\Delta\langle V^2 \rangle = 9,4\sigma$  und  $\Delta\langle V^2 \rangle = 8\sigma$  in beiden Bändern signifikant sind. Sowohl die *H*- als auch die *K*-Band-Beobachtungen, die mit PIONIER und AMBER gewonnen wurden, weisen also auf eine signifikante Veränderung der

Helligkeitsverteilung von HD 142527 auf unterschiedlichen räumlichen Skalen hin.

Insgesamt wurden zwischen März 2012 und Juni 2014 mit PIONIER 344 Visibilitäten für HD 142527 gemessen. Diese lassen sich zu 58 996 Paaren zusammenfassen, von denen 56 700 jeweils zu unterschiedlichen Zeitpunkten gemessen wurden. Von diesen Visibilitätenpaaren wurden 34 Paare mit gleicher Basislinie gemessen, sodass ein direkter Vergleich der Visibilitäten Rückschlüsse über zeitliche Variationen der Intensitätsverteilung erlaubt. Für diesen Vergleich werden für alle 34 Paare die Differenzen der wellenlängengemittelten Visibilitäten sowie die Signifikanz  $\Delta\langle V^2 \rangle / \sigma$  der Abweichungen berechnet. Die Ergebnisse sind zusammen mit den Ergebnissen zu den sechs anderen Vorhauptreihensternen, für die direkt vergleichbare Multi-Epochen-Beobachtungen mit PIONIER aufgenommen wurden, in Abbildung 4.3 gezeigt.

## Ergebnisse

Die oberen Diagramme in Abbildung 4.3 zeigen die gemäß Gleichung 4.1 berechneten absoluten Visibilitätsdifferenzen für die Vorhauptreihensterne HD 37806, HD 50138, TW Hya, DX Cha, CPD-36 6759, HD 142527 und V856 Sco. In den unteren Diagrammen ist jeweils die entsprechende Signifikanz  $\Delta\langle V^2 \rangle / \sigma$  gezeigt. In Abbildung 4.4 sind die gleichen Diagramme für direkt vergleichbare AMBER-Beobachtungen der Vorhauptreihensterne DX Cha, HD 142527, V856 Sco, HD 163296 und R CrA gezeigt. Für sechs der Objekte (HD 50138, DX Cha, HD 142527, V856 Sco, HD 163296 und R CrA) zeigen die mit PIONIER und/oder AMBER beobachteten Visibilitäten Abweichungen mit einer Signifikanz von mindestens  $3\sigma$ . Diese Abweichungen werden als signifikant erachtet und sind direkte Anzeichen für zeitliche Variationen der beobachteten Intensitätsverteilungen. Abweichung mit einer Signifikanz unter  $3\sigma$  werden nicht als signifikant gewertet. Daher werden die Abweichungen bis zu  $2,8\sigma$  im Falle von CPD-36 6759 nicht als Anzeichen für zeitliche Variabilität bewertet.

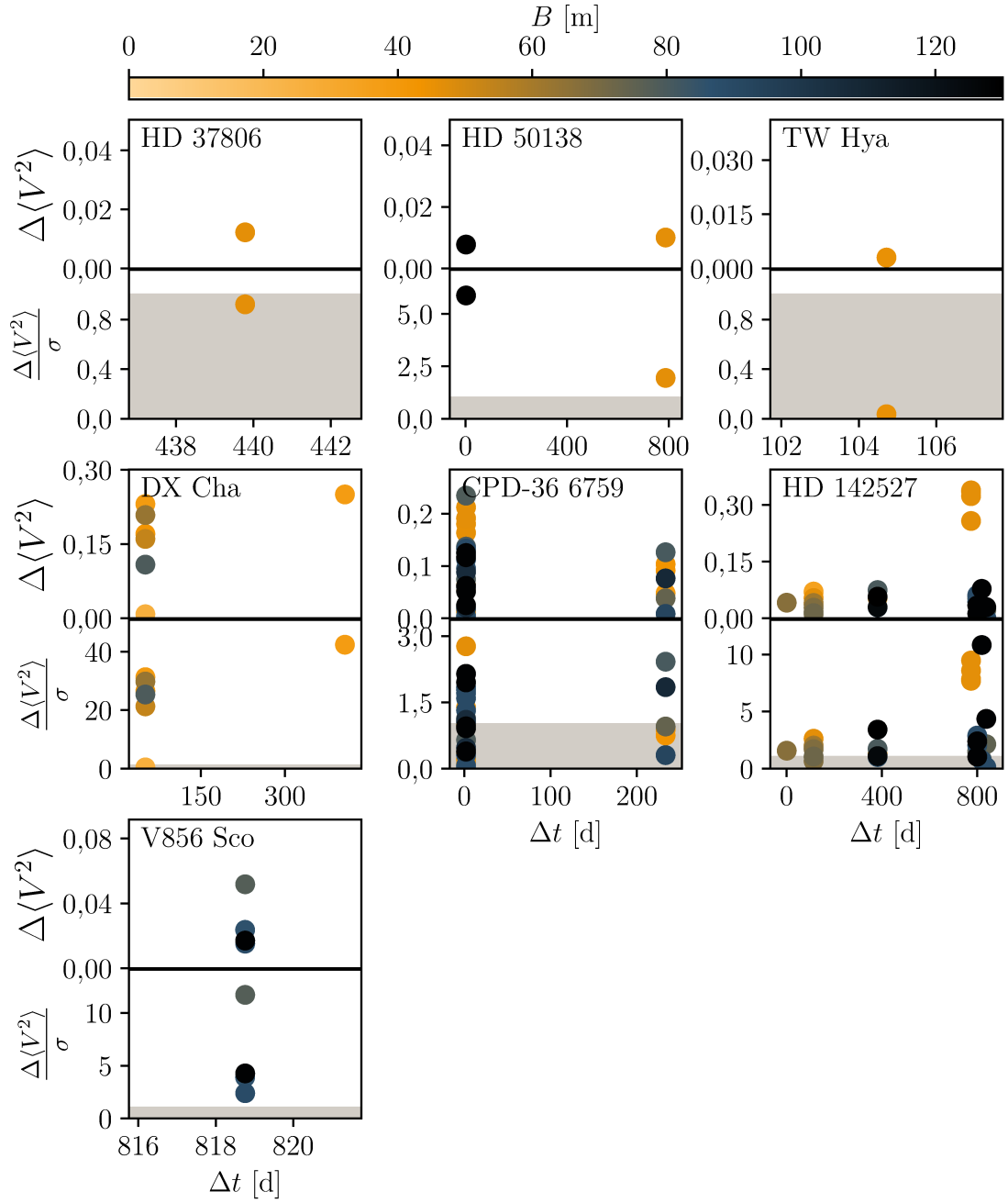
Im Folgenden wird auf die in den Abbildungen 4.3 und 4.4 gezeigten Ergebnisse bezüglich der Variabilität der einzelnen Vorhauptreihensterne näher eingegangen.

**HD 37806:** Für HD 37806 ist lediglich ein Paar Visibilitäten verfügbar, die bei gleicher Basislinie aufgenommen wurden. Die Visibilitäten wurden im Dezember 2010 und im März 2012 mit PIONIER aufgenommen. Sie zeigen keine signifikante Abweichung und daher keine Anzeichen für zeitliche Variabilität.

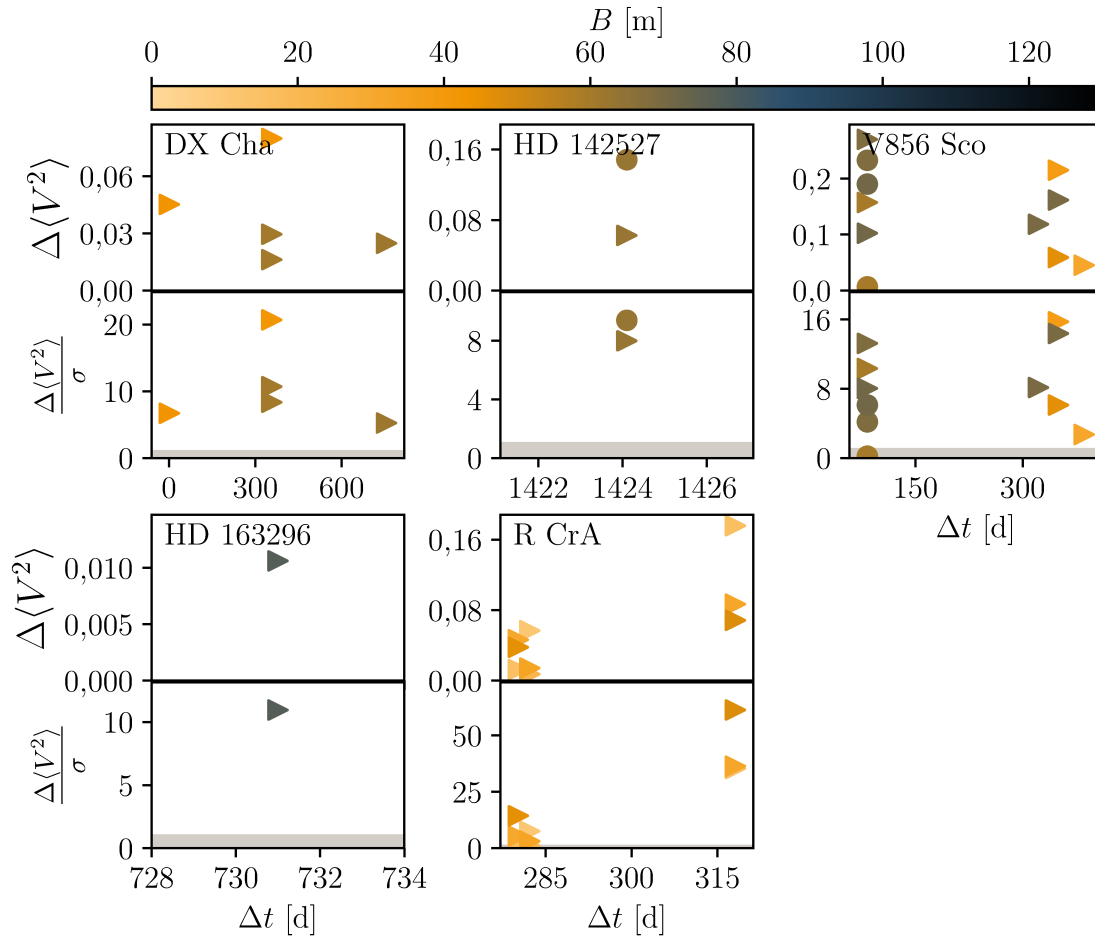
**HD 50138:** Beide Paare der mit PIONIER bei jeweils gleichen Basislinien aufgenommenen quadrierten Visibilitäten weichen jeweils um etwa 0,01 voneinander ab. Die in einem zeitlichen Abstand von nur zwei Tagen gemessenen Visibilitäten weichen mit einer Signifikanz von  $5,9\sigma$  voneinander ab. Entsprechend sind sie ein Indiz für zeitliche Variationen der Intensitätsverteilung von HD 50138 auf einer kurzen Zeitskala von nur wenigen Tagen.

**TW Hya:** Nur ein Paar mit PIONIER gemessener Visibilitäten kann direkt verglichen werden. Die Abweichung der im Februar und Mai gemessenen Visibilitäten ist nicht signifikant und gibt daher keinen Hinweis auf zeitliche Variabilität.





**Abb. 4.3:** Direkter Vergleich von Multi-Epochen-Beobachtungen, die jeweils unter Verwendung gleicher Basislinien mit PIONIER für HD 37806, HD 50138, TW Hya, DX Cha, CPD-36 6759, HD 142527 und V856 Sco aufgenommen wurden. Die oberen Diagramme zeigen jeweils die absoluten Differenzen der quadrierten Visibilitäten. In den unteren Diagrammen ist die Signifikanz der Abweichungen gegen den Zeitraum zwischen den jeweiligen Beobachtungen aufgetragen. Der grau hinterlegte Bereich markiert die Messunsicherheit  $\sigma$ .



**Abb. 4.4:** Wie Abbildung 4.3, aber für den Vergleich von AMBER-Beobachtungen der Vorhauptreihensterne DX Cha, HD 142527, V856 Sco, HD 163296 und R CrA. Die Kreise markieren die Differenzen der im  $H$ -Band gemessenen quadrierten Visibilitäten, die Dreiecke zeigen die Differenzen der im  $K$ -Band gemessenen Visibilitäten.

**DX Cha:** Die größte Abweichung der mit PIONIER gemessenen quadrierten Visibilitäten beträgt  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,25$  mit einer Signifikanz von  $42\sigma$ . Die mit AMBER im  $K$ -Band gemessenen quadrierten Visibilitäten weichen um bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,08 \hat{=} 21\sigma$  voneinander ab. Signifikante Abweichungen treten dabei bei beiden Instrumenten bereits auf den kürzesten betrachteten Zeitskalen auf. Im Falle der direkt vergleichbaren PIONIER-Beobachtungen umfasst diese eine Zeitspanne von 51 Tagen (Abweichungen bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,23 \hat{=} 31\sigma$ ). Abweichungen bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,05 \hat{=} 6,7\sigma$  finden sich bereits für die mit AMBER in einem Abstand von nur einem Tag gemessenen Visibilitäten.

**HD 142527:** Direkt vergleichbare Multi-Epochen-Beobachtungen für HD 142527 wurden sowohl mit PIONIER als auch mit AMBER aufgenommen. Die größte Differenz zweier mit PIONIER bei gleicher Basislinie gemessener Visibilitäten beträgt

$\Delta\langle V^2 \rangle = 0,05$  mit einer Signifikanz von  $9,5\sigma$ . Auf der kürzesten mit PIONIER abgedeckten Zeitskala von einem Tag beträgt die Abweichung  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,04 \hat{=} 1,6\sigma$ . Mit AMBER wurde ein Paar direkt vergleichbarer Visibilitäten mit einem zeitlichen Abstand von etwa vier Jahren im  $H$ - und  $K$ -Band aufgenommen. Die Differenzen betragen  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,15 \hat{=} 9\sigma$  beziehungsweise  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,06 \hat{=} 8\sigma$ . Anzeichen für zeitliche Variationen der Helligkeitsverteilung von HD 142527 finden sich also sowohl im  $H$ - als auch im  $K$ -Band.

**V856 Sco:** Die mit PIONIER in einem Abstand von 819 Tagen gemessenen Visibilitäten variieren um bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,05$  mit einer Signifikanz von  $11\sigma$ . Die im  $H$ - und  $K$ -Band mit AMBER aufgenommenen Multi-Epochen-Beobachtungen zeigen signifikante Variationen von bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,5 \hat{=} 9\sigma$  beziehungsweise  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,27 \hat{=} 13\sigma$ . Die größten Variationen treten dabei bereits für die kürzeste betrachtete Zeitskala von 83 Tagen auf.

**HD 163296:** Es steht lediglich ein Paar von Visibilitäten aufgenommen mit gleicher Basislinie zur Verfügung. Diese Visibilitäten wurden mit AMBER im Mai 2012 und zwei Jahre später im Mai 2014 im  $K$ -Band aufgenommen. Die gefundene Visibilitätsdifferenz von  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,01$  ist mit einer Signifikanz von  $9\sigma$  ein Hinweis auf eine zeitlich variable Helligkeitsverteilung.

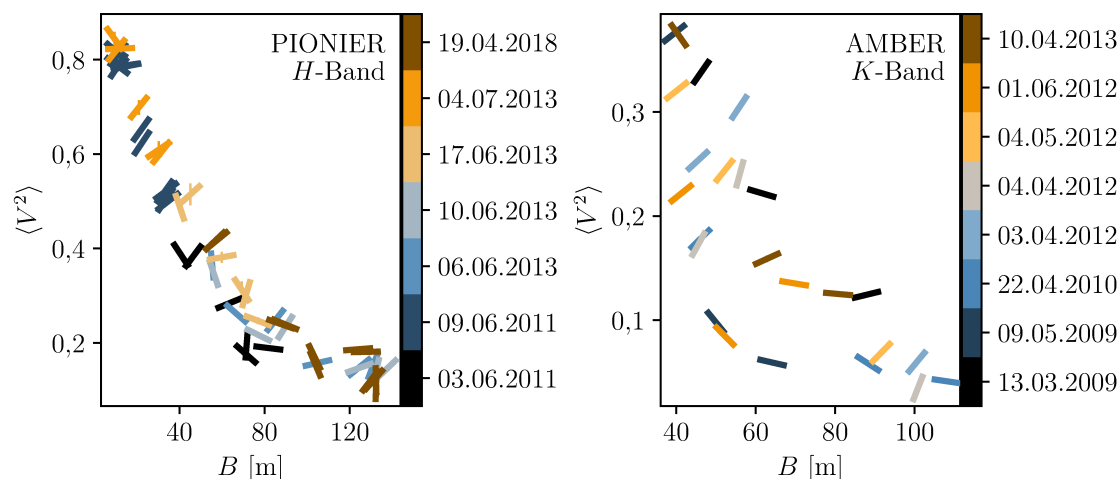
**R CrA:** Es sind neun Paare mit AMBER unter Nutzung gleicher Basislinien aufgenommener Visibilitäten im  $K$ -Band verfügbar. Diese decken einen kleinen Bereich von Zeitskalen zwischen 280 und 318 Tagen ab. Die maximalen Abweichungen bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,18 \hat{=} 35\sigma$  sind Hinweis auf zeitliche Variationen.

Hinweise auf zeitliche Variabilität wurden damit für sechs der sieben Vorhauptreihensterne gefunden, bei denen die vorliegenden Beobachtungen mit PIONIER beziehungsweise AMBER einen direkten Vergleich erlauben. Für 59 der insgesamt 68 Objekte ist der beschriebene Vergleich hingegen nicht möglich, da die zu verschiedenen Zeitpunkten durchgeführten Beobachtungen jeweils mit abweichenden Basislinien durchgeführt wurden. In den folgenden Abschnitten werden daher verschiedene Methoden, die die Analyse auch dieser Datensätze erlauben sollen, beschrieben, evaluiert und gegebenenfalls verwendet.

#### 4.4.2 Visueller Ansatz

##### Beschreibung der Vorgehensweise

Ein erster intuitiver Ansatz, um Visibilitäten zu vergleichen, ist es, sie in einem Diagramm in Abhängigkeit der Zeit aufzutragen. Neben der potentiellen Zeitabhängigkeit sind die gemessenen Visibilitäten jedoch auch noch von der Länge und der Orientierung der verwendeten Basislinien abhängig. Um all diese Abhängigkeiten in einem Plot darstellen zu können, werden die wellenlängengemittelten Visibilitäten (Gleichung 4.1) gegen die Basislinie aufgetragen. Dabei werden die Visibilitäten mit einem Strich markiert, dessen Ausrichtung und Farbe den Positionswinkel der Basislinie und das Beobachtungsdatum angeben.



**Abb. 4.5:** Illustration des visuellen Ansatzes am Beispiel von PIONIER- (*links*) und AMBER-Beobachtungen (*rechts*) des Vorhauptreihensterns HD 150193. Die wellenlängengemittelten quadrierten Visibilitäten sind zusammen mit den Messunsicherheiten (dünne senkrechte Linien) in Form eines Strichs gegen die Länge der Basislinie aufgetragen. Die Orientierung der Striche entspricht dabei dem Positionswinkel der Basislinie. Das jeweilige Beobachtungsdatum wird durch die Farbe der Striche angegeben.

Um diesen Ansatz zu illustrieren und die Interpretation der Diagramme in Bezug auf Anzeichen für Variabilität anschaulich zu erläutern, wird die Analyse exemplarisch für den Vorhauptreihenstern HD 150193 durchgeführt. Für HD 150193 stehen Multi-Epochen-Beobachtungen aller drei Instrumente zur Verfügung. Davon werden zur Veranschaulichung der Analyse die mit PIONIER und AMBER aufgenommenen Daten gezeigt. Es existieren neun PIONIER-Beobachtungen mit jeweils sechs uv-Punkten, die in sieben verschiedenen Nächten zwischen Juni 2011 und April 2018 aufgenommen wurden. Sämtliche mit PIONIER für HD 150193 beobachteten Visibilitäten sind links in Abbildung 4.5 gezeigt. Mit AMBER wurde HD 150193 in acht Nächten zwischen März 2009 und April 2013 bei jeweils drei Basislinien beobachtet. Diese Daten sind rechts in Abbildung 4.5 aufgetragen.

HD 150193 – PIONIER (links in Abbildung 4.5): Für jede im Juni 2011 gemessene Visibilität (schwarz und dunkelblau) existiert ein Gegenstück, welches zu einem späteren Zeitpunkt mit ähnlicher Basislinie gemessen wurde. Dabei sind die im Juni 2011 gemessenen Visibilitäten allesamt kleiner, als die zu späteren Zeitpunkten bei ähnlichen Basislinien gemessenen Werten. Prinzipiell können durch geringfügige Abweichungen der verwendeten Basislinien bereits große Abweichungen der gemessenen Visibilitäten auftreten, wenn die Intensitätsverteilung komplexe Strukturen aufweist. Dies ist der Fall, wenn Strukturen, beispielsweise verursacht durch die Wechselwirkung eines eingebetteten Planeten mit der Scheibe, räumlich aufgelöst werden. Vergleicht man die Visibilitäten, die innerhalb einer Epoche (Epoche 1: Ju-

ni 2011, Epoche 2: Juni und Juli 2013) mit geringfügig unterschiedlichen Basislinien gemessen wurden, zeigen sich keine großen Abweichungen. Die Abweichungen der im Juni 2011 und zu späteren Zeitpunkten gemessenen Visibilitäten scheinen also größer zu sein, als die Abweichungen, die aufgrund der geringfügigen Unterschiede der verwendeten Basislinien zu erwarten sind. Da die Abweichung außerdem den Trend zeigen, dass alle im Juni 2011 gemessenen Visibilitäten kleiner sind als die zu späteren Zeitpunkten, ist eine mögliche Erklärung, dass sie durch eine radialsymmetrische Änderung der Intensitätsverteilung verursacht werden. Hier kommt entweder eine symmetrische Variation der Intensitätsverteilung der Scheibe in Frage oder eine Variation des Flusses aus dem nicht aufgelösten Innenbereich (Zentralstern, Scheibeninnenrand).

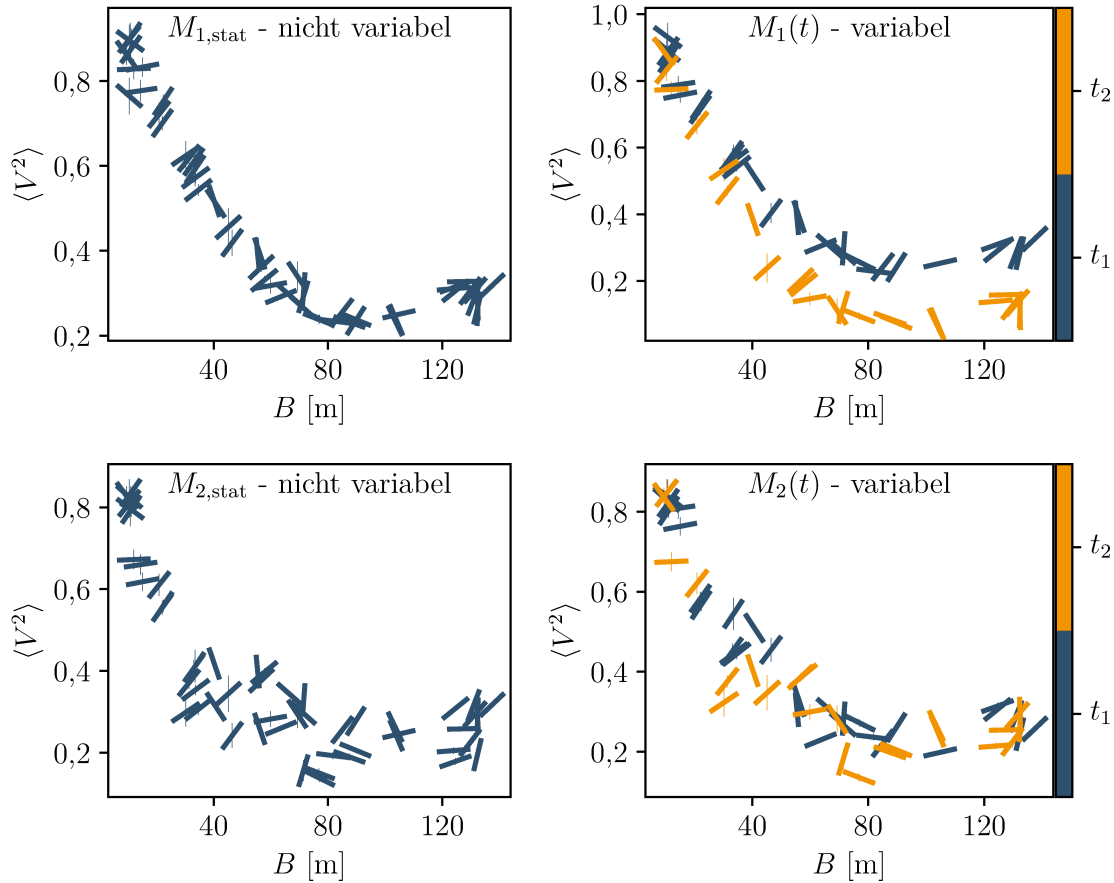
HD 150193 – AMBER (rechts in Abbildung 4.5): Die mit AMBER aufgenommen Visibilitäten zeigen große Abweichungen. Im März 2009 (schwarze Striche) wurden für Basislinien von etwa 46 und 62 m Visibilitäten gemessen, die deutlich größer sind als die, die bei ähnlichen Basislinien zu späteren Zeitpunkten im Mai 2009, April 2010 und April 2012 gemessen wurden. Die Visibilitäten, die bei Basislinien mit Längen um etwa 40 m gemessen wurden, nehmen mit der Zeit vom März 2009 bis zum Juni 2012 ab. Insgesamt zeigt sich jedoch kein eindeutiger Trend, wie er in den PIONIER-Daten zu sehen ist. Stattdessen ist die Visibilität, die am 4. April 2012 bei einer Basislinie mit einer Länge von etwa 45 m gemessen wurden, signifikant kleiner als die, die in der gleichen Nacht mit einer längeren aber ähnlich orientierten Basislinie von etwa 57 m gemessen wurde. Dies weist darauf hin, dass eine komplexe Intensitätsverteilung vorliegt, deren Struktur räumlich aufgelöst werden kann. Signifikante Differenzen der Visibilitäten treten also für geringfügig abweichende Basislinien auf, sodass Abweichungen von Visibilitäten, die zu unterschiedlichen Zeitpunkten gemessen wurden, nicht eindeutig auf zeitliche Variationen zurückgeführt werden können.

## Evaluation anhand synthetischer Beobachtungen

Die Verlässlichkeit der Ergebnisse der visuellen Analyse wird anhand synthetischer Beobachtungen untersucht. Hierfür sind in Abbildung 4.6 synthetische PIONIER-Beobachtungen der in Abschnitt 4.3.2 beschriebenen Modelle gezeigt. Sowohl die uv-Abdeckung als auch die Messunsicherheiten sind so gewählt, dass sie denen der für HD 150193 vorliegenden PIONIER-Beobachtungen entsprechen.

Oben links in Abbildung 4.6 sind synthetische Beobachtungen, die auf dem Modell  $M_{1,\text{stat}}$  basieren, gezeigt. Die zugrunde liegende Intensitätsverteilung ist zeitunabhängig und hat eine einfache Struktur. Entsprechend zeigen die Visibilitäten keine großen Abweichungen bei geringfügig unterschiedlichen Längen oder Orientierungen der Basislinien.

Oben rechts in Abbildung 4.6 sind synthetischen Beobachtungen der zeitabhängigen Variante des einfachen Modells  $M_1(t)$  gezeigt. Bei diesem Modell wird vom Zeitpunkt  $t_1$  zum Zeitpunkt  $t_2$  der Fluss des Zentralsterns um den Faktor 0,5 verringert. Auf



**Abb. 4.6:** Synthetische Multi-Epochen-Beobachtungen mit PIONIER basierend auf den Modellen  $M_1$  (*oben*) und  $M_2$  (*unten*) sowie der uv-Abdeckung der vorliegenden PIONIER-Beobachtungen von HD 150193. Die beiden linken Diagramme zeigen zeitunabhängige Visibilitäten basierend auf den statischen Modellen  $M_{1,\text{stat}}$  und  $M_{2,\text{stat}}$ . Rechts sind zeitabhängige Visibilitäten gezeigt. Im oberen rechten Diagramm wird vom Zeitpunkt  $t_1$  zum Zeitpunkt  $t_2$  das Stern-Scheiben-Flussverhältnis verringert. Unten rechts wird die Zeitabhängigkeit durch die orbitale Bewegung eines gaußförmigen Flecks in der Scheibe verursacht. Die Visibilitätswerte sind jeweils mit einem Strich markiert, dessen Ausrichtung beziehungsweise Farbe der Orientierung der Basislinie beziehungsweise dem Beobachtungszeitpunkt entspricht.

diese Weise wird das Verhältnis der Flüsse von Stern (unaufgelöst) und Scheibe (aufgelöst) verringert und die Visibilitäten zum Zeitpunkt  $t_2$  sind signifikant kleiner. Aufgrund der nahezu symmetrischen Variation der Intensitätsverteilung tritt dieser Effekt unabhängig von der Orientierung der Basislinie etwa gleich stark auf und es ergibt sich ein eindeutiger Trend. Die durch geringfügige Abweichungen der Basislinien verursachten Visibilitätsdifferenzen, die man durch den Vergleich der innerhalb einer Epoche gemessenen Visibilitäten abschätzen kann, sind dabei vergleichsweise klein. Bei diesem einfachen Modell lassen sich durch Auftragen aller vorhandener Multi-

Epochen-Beobachtung in der vorgestellten Weise zeitliche Variationen gut erkennen.

Synthetische Beobachtungen, die auf der zeitunabhängigen Variante des Modells  $M_2$  basieren, sind unten links in Abbildung 4.6 gezeigt. Die Visibilitäten zeigen bereits für ähnliche Basislinien große Abweichungen. Diese sind auf die komplexe Struktur der Intensitätsverteilung zurückzuführen, welche einen gaußverteilten Fleck in einem Abstand von 9 mas vom Zentralstern enthält. Dieser Abstand kann von PIONIER aufgelöst werden. Entsprechend sind die Visibilitäten bei Basislinien, die in Richtung der Verbindungslinie zwischen Stern und Fleck orientiert sind, geringer.

Unten rechts in Abbildung 4.6 sind schließlich synthetische Beobachtungen des zeitabhängigen Modells  $M_2(t)$  gezeigt. Bei diesem Modell bewegt sich der Fleck mit einer Umlaufdauer von 400 Tagen. Die Zeitpunkte  $t_1$  und  $t_2$  sind mit einem Abstand von 100 Tagen so gewählt, dass sich der Fleck um  $90^\circ$  bewegt hat. Die Abweichungen aufgrund der zeitlichen Variationen sind nicht größer, als die Abweichungen, die allein aufgrund geringer Basislinienunterschiede verursacht werden (unten links in Abbildung 4.6). Zudem zeigt sich auch kein eindeutiger Trend bei der Variation der Visibilitäten, wie er bei symmetrischen Variationen zu erwarten wäre (oben rechts in Abbildung 4.6). Je nach Orientierung der Basislinie in Bezug auf die Verbindungslinie zwischen Stern und Fleck kann die Visibilität durch die Bewegung des Flecks sowohl größer als auch kleiner werden. Es ist also nicht eindeutig zu unterscheiden, ob die Variationen durch eine komplexe Struktur der Intensitätsverteilung oder zeitliche Variationen verursacht werden.

Zusammenfassend lässt sich feststellen, dass die Untersuchung der zeitlichen Variabilität mithilfe des vorgestellten visuellen Ansatzes nur sehr eingeschränkt möglich ist. Sobald die Intensitätsverteilung komplexe Strukturen enthält, können Abweichungen der Visibilitäten nicht eindeutig auf zeitliche Variationen zurückgeführt werden. Lediglich bei einfachen Intensitätsverteilungen mit symmetrischen Variationen können anhand des eindeutigen Trends zeitliche Variationen gut erkannt werden. Mit den PIONIER-Beobachtungen des Vorhauptreihensterns HD 150193 wurde bereits das einzige Objekt gezeigt (Abbildung 4.5), bei dem ein derartiger Trend zu sehen ist. Dieser ist jedoch nicht so ausgeprägt, wie bei dem einfachen Modell  $M_1(t)$ . Dieser visuelle Ansatz wird daher nicht verwendet, um die zeitliche Variabilität weiterer Vorhauptreihensterne zu untersuchen. Er liefert jedoch eine gute Basis, um zu beurteilen, welche Multi-Epochen-Beobachtungen überhaupt signifikante Abweichungen zeigen und damit für eine tiefer gehende Analyse relevant sind.

### 4.4.3 Vergleich angepasster Modelle

Ein häufig verwendeter Ansatz zur Analyse interferometrischer Beobachtungen ist die Anpassung einer gaußverteilten Helligkeitsverteilung, die die gemessenen Visibilitäten und Closure-Phasen reproduziert. Die Grundidee des im Folgenden vorgestellten Ansatzes ist es, das Problem nicht übereinstimmender uv-Abdeckung zu umgehen, indem statt der gemessenen Visibilitäten die angepassten Modelle verschiedener Epochen verglichen werden.



## Beschreibung der Vorgehensweise

Für die Anpassung der interferometrischen Beobachtungen wird folgendermaßen vorgegangen. An die innerhalb einer Epoche aufgenommenen Visibilitäten und Closure-Phasen wird eine gaußverteilte Intensitätsverteilung angepasst, deren Visibilität ebenfalls durch eine Gaußverteilung gegeben ist:

$$V(u,v) = \exp\left(\frac{-\pi^2 FWHM^2}{4 \ln 2} (\tilde{u}^2 + \tilde{v}^2)\right). \quad (4.5)$$

$FWHM$  ist die Halbwertsbreite der Verteilung. Die transformierten Raumfrequenzkoordinaten  $\tilde{u}$  und  $\tilde{v}$  berücksichtigen die Inklination  $\iota$  der Verteilung entlang des Positionswinkels  $\Psi$ :

$$\tilde{u} = u \cos \Psi + v \sin \Psi, \quad \tilde{v} = \frac{1}{\cos \iota} (v \cos \Psi - u \sin \Psi). \quad (4.6)$$

Da die gaußverteilte Intensitätsverteilung punktsymmetrisch ist, ist die Phase und damit auch die Closure-Phase Null.

Die Anpassungsgüte wird anhand des reduzierten Chi-Quadrats

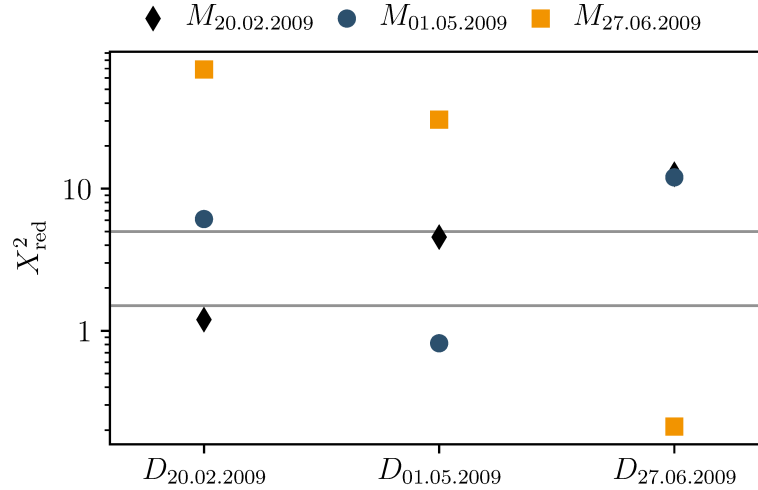
$$X_{\text{red}}^2 = \frac{1}{q} \sum_{i=1}^N \frac{(D_i - M_i)^2}{\sigma_i^2} \quad (4.7)$$

bestimmt. Hier ist  $q$  die Zahl der Freiheitsgrade. Die Anzahl der Datenpunkte  $N$  berücksichtigt die Zahl der gemessenen Visibilitäten und Closure-Phasen. Die Differenz  $D_i - M_i$  gibt die Abweichung der gemessenen Visibilitäten und Phasen ( $D_i$ ) vom Modell ( $M_i$ ) an. Die jeweiligen Messunsicherheiten sind durch  $\sigma_i$  gegeben.

Um die Modelle zweier Epochen  $j$  und  $k$  miteinander zu vergleichen, wird einerseits bestimmt, wie gut die angepassten Modelle ihre jeweilige Epoche reproduzieren. Dazu werden die Anpassungsgüten  $X_{\text{red}}^2(D_j, M_j)$  und  $X_{\text{red}}^2(D_k, M_k)$  berechnet. Andererseits wird überprüft, wie gut die Modelle  $M_j$  und  $M_k$  die Daten der jeweils anderen Epochen reproduzieren. Hierfür werden die Größen  $X_{\text{red}}^2(D_j, M_k)$  und  $X_{\text{red}}^2(D_k, M_j)$  berechnet. Anhand dieser vier Größen wird dann ermittelt, ob die beobachteten Intensitätsverteilungen variieren. Im Falle signifikanter Variationen wäre zu erwarten, dass sich die Modelle  $M_j$  und  $M_k$  so stark unterscheiden, dass sie die Daten der jeweils anderen Epochen nicht reproduzieren können:

$$X_{\text{red}}^2(D_j, M_k) > 5 \quad \text{und} \quad X_{\text{red}}^2(D_k, M_j) > 5. \quad (4.8)$$

Damit der Vergleich der Modelle aussagekräftig ist, müssen weitere Anforderungen erfüllt sein. Zunächst müssen die Modelle  $M_j$  und  $M_k$  die Beobachtungsdaten ihrer jeweiligen Epochen gut reproduzieren ( $X_{\text{red}}^2 < 1,5$ ). Zudem muss die uv-Abdeckung ausreichend sein, um die Struktur der Intensitätsverteilung hinreichend erfassen zu können. Um die uv-Abdeckung der vorliegenden Beobachtungen nachträglich zu verbessern, wird angenommen, dass innerhalb einer Nacht keine signifikanten Variationen auftreten. So können alle innerhalb einer Nacht aufgenommen Daten



**Abb. 4.7:** Vergleich interferometrischer Beobachtungen anhand angepasster Modelle am Beispiel von AMBER-Beobachtungen von V856 Sco aufgenommen am 20. Februar 2009, 1. Mai 2009 und 27. Juni 2009. Die aufgetragenen reduzierten Chi-Quadrat-Werte geben jeweils an, wie gut die Modelle  $M_{20.02.2009}$  (schwarze Rauten),  $M_{01.05.2009}$  (blaue Kreise) und  $M_{27.06.2009}$  (orange Quadrate) die interferometrischen Daten ( $D_{20.02.2009}$ ,  $D_{01.05.2009}$ ,  $D_{27.06.2009}$ ) aus den verschiedenen Epochen reproduzieren. Die horizontalen grauen Linien geben die  $X_{\text{red}}^2$ -Grenzwerte an, die beim Vergleich der Modelle mit Daten ihrer Epoche unterschritten beziehungsweise beim Vergleich mit Daten aus anderen Epochen überschritten werden müssen, um als Hinweis auf zeitliche Variabilität gewertet zu werden.

zu einer Epoche zusammengefasst werden. Allerdings ist auch mit dieser Zusammenfassung die uv-Abdeckung noch immer lückenhaft. Daher werden nur Daten aus Epochen mit ähnlicher uv-Abdeckung verglichen. Ähnlich bedeutet in diesem Fall, dass die Basislinienlängenintervalle  $[B_{\min,j}, B_{\max,j}]$  und  $[B_{\min,k}, B_{\max,k}]$ , die von beiden Epochen  $j$  und  $k$  abgedeckt werden, mindestens zu zwei Drittel überlappen.

Um den vorgestellten Ansatz zu veranschaulichen, wird er beispielhaft auf die mit AMBER für V856 Sco aufgenommen Daten angewendet. Für V856 Sco liegen AMBER-Beobachtungen aus 33 Nächten und damit 33 Epochen vor. Davon finden sich für die drei Epochen 20. Februar 2009, 1. Mai 2009 und 27. Juni 2009 Modelle, die die jeweiligen Daten mit  $X_{\text{red}}^2 < 1,5$  hinreichend gut reproduzieren. Da die uv-Abdeckungen hinreichend ähnlich sind, lassen sich die Daten aller drei Nächte miteinander vergleichen. Dafür wird jeweils berechnet, wie gut das Modell einer Epoche die Daten jeweils anderer Epochen reproduziert. Die entsprechenden reduzierten Chi-Quadrat-Werte sind in Abbildung 4.7 aufgetragen.

Die Modelle  $M_{20.02.2009}$ ,  $M_{01.05.2009}$  und  $M_{27.06.2009}$  reproduzieren die Daten der ihnen jeweils zugrundeliegenden Epochen mit reduzierten Chi-Quadrat-Werten von 1,2, 0,8 und 0,2 gut. Der Vergleich der beiden ersten Epochen 20.02.2009 und 01.05.2009 zeigt, dass die beiden Modelle  $M_{20.02.2009}$  und  $M_{01.05.2009}$  die Daten der

jeweils anderen Epoche nicht reproduzieren können ( $X_{\text{red}}^2(D_{01.05.2009}, M_{20.02.2009}) = 4,6$  und  $X_{\text{red}}^2(D_{2009-02-20}, M_{01.05.2009}) = 6,1$ ). Da einer der beiden Werte die Grenze  $X_{\text{red}}^2 = 5$  unterschreitet, werden diese Abweichungen jedoch nicht als signifikanter Hinweis auf zeitliche Variationen gewertet.

Der Vergleich der zweiten und dritten Epoche (1. Mai 2009 und 27. Juni 2009) zeigt hingegen signifikante Abweichungen. Weder reproduziert das Modell  $M_{01.05.2009}$  die Daten der späteren Epoche ( $X_{\text{red}}^2(D_{27.06.2009}, M_{01.05.2009}) = 12$ ) noch reproduziert das Modell der späten Epoche die Daten der früheren ( $X_{\text{red}}^2(D_{01.05.2009}, M_{27.06.2009}) = 31$ ). Dies lässt auf einen signifikanten Unterschied der Intensitätsverteilungen der Modelle  $M_{01.05.2009}$  und  $M_{27.06.2009}$  schließen. Signifikante Abweichungen ergeben sich außerdem beim Vergleich der Modelle der ersten (20. Februar 2009) und dritten Epoche (27. Juni 2009). Diese Abweichung sind ein Hinweis darauf, dass sich die Intensitätsverteilung von V856 Sco zwischen dem 1. Mai 2009 und dem 27. Juni 2009 verändert hat.

## Evaluation anhand synthetischer Beobachtungen

Im Folgenden wird bewertet, wie zuverlässig die Ergebnisse dieser Analysestrategie sind. Zunächst wird überprüft, ob der Vergleich interferometrischer Daten anhand angepasster Modelle prinzipiell in der Lage ist, zeitliche Variabilität zu identifizieren. Dazu wird der Ansatz zuerst auf synthetische Beobachtungen angewendet, die auf den variablen Modellen  $M_1(t)$  und  $M_2(t)$  basieren. Die uv- und die Zeitabdeckungen entsprechen dabei denen der vorliegenden Multi-Epochen-Beobachtungen mit PIONIER.

Nur ein geringer Teil der synthetischen Beobachtungen lässt sich mit der in Gleichung 4.5 gegebenen Gaußverteilung reproduzieren ( $X_{\text{red}}^2 < 1,5$ ). Tatsächlich können lediglich die Daten von drei synthetischen Beobachtungen, die auf dem Modell  $M_1(t)$  basieren und deren uv- und Zeitabdeckungen denen der PIONIER-Beobachtungen von HD 142527, HD 144432 und HD 163296 entsprechen, mit Gaußverteilungen reproduziert und damit mit dem vorgestellten Ansatz analysiert werden. In zwei der drei Fälle (HD 142527 und HD 144432) wird die zeitliche Variabilität basierend auf den vorgestellten Kriterien erkannt. Die synthetischen Beobachtungsdaten des asymmetrischen Modells  $M_2(t)$  können nicht reproduziert und daher auch nicht auf zeitliche Variabilität untersucht werden.

Im nächsten Schritt wird die Analysemethode auf synthetische Beobachtungen angewandt, die auf den zeitunabhängigen Modellen  $M_{1,\text{stat}}$  und  $M_{2,\text{stat}}$  basieren. Auch von diesen synthetischen Daten können nur wenige mit einer Gaußverteilung reproduziert werden. Von den drei Datensätzen, bei denen die Anforderungen für die Durchführung der Analyse erfüllt sind, wird einer als variabel identifiziert. Damit liefert die Auswertungsmethode ein falsch-positives Ergebnis. Ein möglicher Grund dafür ist, dass die Intensitätsverteilung des synthetischen Modells durch eine Gaußverteilung nicht gut reproduziert wird. Wegen der spärlichen uv-Abdeckung in einigen Nächten, lassen sich an einige Datensätze Gaußverteilungen jedoch trotzdem mit guter Übereinstimmung ( $X_{\text{red}}^2 < 1,5$ ) anpassen. Diese repräsentieren die tatsächliche Intensitätsverteilung allerdings nicht auf allen räumlichen Skalen. Anpassungen

bei anderen uv-Koordinaten liefern daher entsprechend andere Parameter für die Gaußverteilung.

Der vorgestellte Vergleich interferometrischer Beobachtungen anhand angepasster Modelle ist daher nicht geeignet, um die zeitliche Variabilität der Intensitätsverteilung von Vorhauptreihensternen zu untersuchen.

#### 4.4.4 Vergleich unter Einbeziehung abweichender Basislinien

In Abschnitt 4.4.1 wurden ausschließlich Visibilitäten verglichen, die zu verschiedenen Zeitpunkten unter der Verwendung gleicher Basislinien gemessen wurden. Signifikante Abweichungen der Visibilitäten konnten dabei direkt auf zeitliche Variationen der beobachteten Intensitätsverteilung zurückgeführt werden. Im Folgenden werden zusätzlich Visibilitäten verglichen, die mit unterschiedlichen Basislinien gemessen wurden. In diesem Fall können die Unterschiede der gemessenen Visibilitäten sowohl durch a) zeitliche Variationen der Intensitätsverteilung als auch durch b) die Abweichung der verwendeten Basislinien hervorgerufen werden. Um diese beiden Ursachen zu unterscheiden, wird der Einfluss der Abweichung der Basislinien anhand von gleichzeitig aufgenommenen Beobachtungen abgeschätzt.

#### Beschreibung der Vorgehensweise

Die Vorgehensweise wird nachfolgend im Detail beschrieben. Dabei werden die einzelnen Schritte am Beispiel der mit PIONIER für AK Sco durchgeführten Beobachtungen illustriert.

Zunächst werden alle für ein Objekt mit einem Instrument in einem Band gemessenen Visibilitäten zu Paaren kombiniert. Für jedes Paar werden die folgenden Größen berechnet:

- a) die Abweichung der wellenlängengemittelten Visibilitäten  $\Delta\langle V^2 \rangle$  (Gleichung 4.3) und die entsprechende Messunsicherheit  $\sigma$  (Gleichung 4.4);
- b) die relative Abweichung

$$b = 2 \frac{|\mathbf{B}_j - \mathbf{B}_k|}{B_j + B_k} \quad (4.9)$$

der verwendeten Basislinien, die sich aus dem Betrag der Differenz der in den Epochen  $j$  und  $k$  verwendeten Basislinien  $\mathbf{B}_j$  und  $\mathbf{B}_k$  bezogen auf deren mittlere Länge ergibt. Es werden alle Paare von Visibilitäten betrachtet, deren Basislinien mit  $b < 10\%$  höchstens moderat voneinander abweichen;

- c) der zeitliche Abstand  $\Delta t = t_k - t_j$  zwischen den zwei Epochen  $j$  und  $k$ . Unter der Annahme, dass innerhalb einer Nacht keine signifikanten Variationen der beobachteten Intensitätsverteilungen auftreten, wird angenommen, dass zwei Beobachtungen mit  $\Delta t < 12\text{ h}$  aus derselben Epoche stammen.

Oben in Abbildung 4.8 sind die Differenzen der mit PIONIER für AK Sco aufgenommenen Visibilitäten zusammen mit den Messunsicherheiten gegen die Basislini-

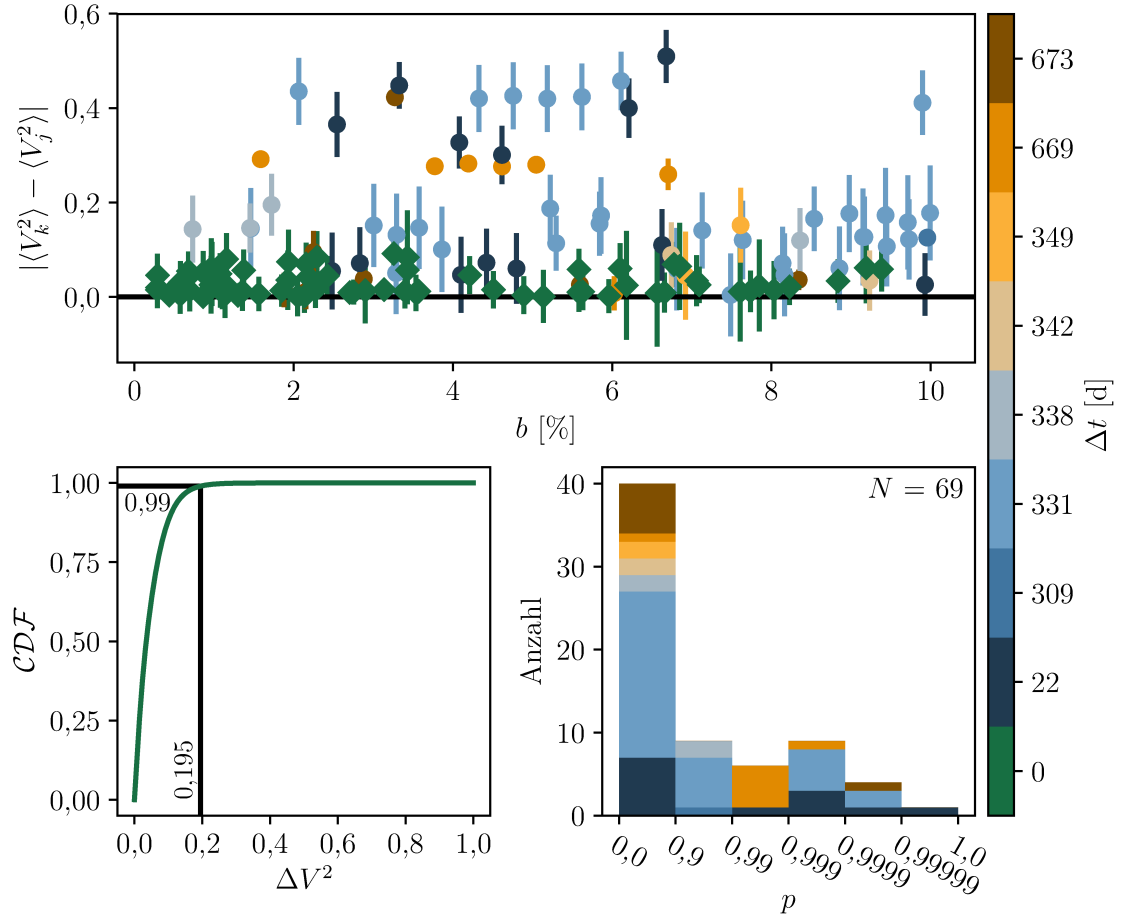
enabweichung aufgetragen. Die Differenz zweier Visibilitäten, die in derselben Nacht und damit in der selben Epoche aufgenommen wurden, sind mit grünen Rauten markiert. Die Differenzen von in unterschiedlichen Epochen gemessenen Visibilitäten sind als Kreise markiert, deren Farbe die Zeit zwischen den Beobachtungen angibt. Sofern ausreichend Visibilitäten jeweils innerhalb einer Epoche ( $\Delta t < 12$  h) mit moderaten Basislinienunterschieden von  $b < 10$  % beobachtet wurden, kann anhand der Visibilitätsdifferenzen der typische Einfluss der moderaten Abweichungen der Basislinien auf die gemessenen Visibilitäten abgeschätzt werden. Dabei wird zwar angenommen, dass innerhalb einer Nacht keine signifikanten Variationen der Intensitätsverteilung auftreten und dass daher die Abweichungen auf die moderaten Basislinienunterschiede zurückzuführen sind, allerdings können zeitliche Variationen durchaus auch innerhalb weniger Stunden auftreten (siehe Abschnitt 4.1). In diesem Fall würden die Differenzen der Visibilitäten fälschlicherweise der Abweichung der Basislinien zugeschrieben werden. Folglich ist diese Vorgehensweise nicht für zeitliche Variationen sensitiv, die auf Zeitskalen von weniger als zwölf Stunden stattfinden.

Von den mit PIONIER für AK Sco gemessenen Visibilitäten wurden 72 Paare in einem jeweils kurzen zeitlichen Abstand von  $\Delta t < 12$  h unter der Verwendung moderat abweichender Basislinien gemessen. Anhand dieser lässt sich der Einfluss einer moderaten Änderung der Basislinie auf die gemessenen Visibilitäten abschätzen. Die durch die Abweichung der Basislinien verursachten Abweichungen der Visibilitäten betragen bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,092$ . Visibilitäten, die mit größerem zeitlichen Abstand gemessen wurden, zeigen hingegen signifikant größere Abweichungen von bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,54$ . Dies deutet darauf hin, dass sie durch Variationen der Intensitätsverteilung von AK Sco verursacht werden.

Um den Vergleich zu quantifizieren und die Wahrscheinlichkeit abzuschätzen, dass gefundene Abweichungen durch zeitliche Variationen verursacht werden, wird folgendermaßen vorgegangen. Unter der Annahme normalverteilter Messfehler entspricht jede Visibilitätsdifferenz  $\Delta\langle V^2 \rangle$  und ihre Messunsicherheit  $\sigma$  einer normalverteilten Wahrscheinlichkeitsdichtefunktion *pdf*. Da ausschließlich der Betrag der Visibilitätsdifferenzen betrachtet wird, darf auch deren Wahrscheinlichkeitsdichtefunktion nur positive Werte liefern. Entsprechend werden die negativen Beiträge als positive Beiträge addiert:

$$\begin{aligned} pdf_{j,k}(\Delta V^2) = & \frac{1}{2\sqrt{2\pi}\sigma} \exp\left(-\frac{(\Delta V^2 - |\langle V_k^2 \rangle - \langle V_j^2 \rangle|)^2}{2\sigma^2}\right) \\ & + \frac{1}{2\sqrt{2\pi}\sigma} \exp\left(-\frac{(\Delta V^2 + |\langle V_k^2 \rangle - \langle V_j^2 \rangle|)^2}{2\sigma^2}\right). \end{aligned} \quad (4.10)$$

Die Summe der Wahrscheinlichkeitsdichtefunktionen  $pdf_{\Delta t < 12 \text{ h}}$  aller Differenzen zweier Visibilitäten, die innerhalb einer Epoche gemessen wurden, liefert die Wahrscheinlichkeitsdichtefunktion  $\mathcal{PDF}$  für Visibilitätsdifferenzen, die ausschließlich auf



**Abb. 4.8:** Illustration des Vergleichs von in verschiedenen Epochen gemessenen Visibilitäten unter Einbeziehung von Beobachtungen mit moderaten Basislinienabweichungen am Beispiel von PIONIER-Beobachtungen des Vorhauptreihensterns AK Sco. *Oben:* Differenzen der wellenlängengemittelten quadrierten Visibilitäten aufgetragen gegen die relative Abweichung der verwendeten Basislinien. Für Visibilitäten, die in der selben Nacht und damit in der selben Epoche beobachtet wurden, sind die Differenzen als grüne Rauten dargestellt. Differenzen von Visibilitäten, die mit größerem Zeitabstand  $\Delta t$  gemessen wurden, sind mit Kreisen dargestellt. Die Farbe der Kreise und der Fehlerbalken gibt die Zeit zwischen den Beobachtungen an. *Unten links:* Kumulierte Verteilungsfunktion, die sich aus den Differenzen der jeweils innerhalb einer Nacht gemessenen Visibilitäten ergibt (Gleichung 4.12). Die schwarzen Linien markieren die Wahrscheinlichkeit von 0,99 mit der eine Visibilitätsdifferenz kleiner als 0,195 gemessen wird, die ausschließlich durch die Abweichung der Basislinien und nicht durch zeitliche Variationen verursacht wird. *Unten rechts:* Histogramm der Größe  $p$  (Gleichung 4.13), die ein Maß ist für die Wahrscheinlichkeit, dass die Visibilitätsdifferenzen von Paaren mit  $\Delta t > 12$  h durch zeitliche Variationen verursacht werden.

abweichende Basislinien zurückzuführen sind:

$$\mathcal{PDF}(\Delta V^2) = \frac{\sum_{i=1}^N pdf_{\Delta t < 12 \text{ h}, i}(\Delta V^2)}{\int_0^1 \sum_{i=1}^N pdf_{\Delta t < 12 \text{ h}, i}(\Delta V^2) d\Delta V^2}. \quad (4.11)$$

Damit die Wahrscheinlichkeitsdichtefunktion  $\mathcal{PDF}$  eine sinnvolle Abschätzung des Einflusses moderater Abweichungen der verwendeten Basislinien liefert, wird vorausgesetzt, dass mindestens  $N = 10$  Paare von Visibilitäten jeweils innerhalb einer Epoche gemessen wurden. Vorhauptreihensterne, deren Multi-Epochen-Beobachtungen dieses Kriterium nicht erfüllen, können mit diesem Ansatz nicht untersucht werden.

Aus der Wahrscheinlichkeitsdichtefunktion  $\mathcal{PDF}$  kann die kumulierte Verteilungsfunktion  $\mathcal{CDF}$  berechnet werden:

$$\mathcal{CDF}(\Delta V^2) = \int_0^{\Delta V^2} \mathcal{PDF}(\widetilde{\Delta V^2}) d\widetilde{\Delta V^2}. \quad (4.12)$$

Diese gibt an, mit welcher Wahrscheinlichkeit zwei gemessene Visibilitäten um höchstens einen gegebenen Wert  $\Delta V^2$  voneinander abweichen, wenn Abweichung ausschließlich durch moderat unterschiedliche Basislinien verursacht werden, nicht aber durch zeitliche Variabilität.

Die  $\mathcal{CDF}$ , welche man für die mit PIONIER für AK Sco aufgenommen Visibilitäten, erhält, ist unten links in Abbildung 4.8 gezeigt. Sie zeigt, dass die durch moderate Abweichungen der Basislinien verursachten Unterschiede der Visibilitäten mit einer Wahrscheinlichkeit von 99 % kleiner sind als 0,195. Somit ist die Wahrscheinlichkeit, aufgrund abweichender Basislinien eine Differenz von mehr als 0,195 zu erhalten, lediglich 1 %.

Im nächsten Schritt wird abgeschätzt, ob die Differenz  $\Delta V^2$  zweier in unterschiedlichen Epochen gemessenen Visibilitäten größer ist, als es aufgrund der Abweichung der verwendeten Basislinien zu erwarten wäre (d. h. durch zeitliche Variationen beeinflusst). Dazu wird für die Wahrscheinlichkeitsdichtefunktion  $pdf_{\Delta t \geq 12 \text{ h}}$  der Differenz zweier Visibilitäten, die in jeweils unterschiedlichen Epochen gemessen wurden, das Maß

$$p = \int_0^1 \mathcal{CDF}(\Delta V^2) pdf_{\Delta t \geq 12 \text{ h}; j, k}(\Delta V^2) d\Delta V^2 \quad (4.13)$$

berechnet.  $p$  kann Werte zwischen null und eins annehmen. Je größer der Wert von  $p$  ist, desto größer ist die Wahrscheinlichkeit, dass die gemessenen Visibilitäten durch zeitliche Variationen beeinflusst sind.

Für die größte Differenz der für AK Sco mit PIONIER gemessenen Visibilitäten  $\Delta \langle V^2 \rangle = 0,54$  beträgt  $p = 0,9999985$ . Damit ist die Wahrscheinlichkeit hoch, dass die Abweichung der gemessenen Visibilitäten auf eine Variation der Intensitätsverteilungen zurückzuführen ist. Insgesamt wurden mit PIONIER 69 Paare von Visibilitäten mit moderat unterschiedlichen Basislinien in jeweils verschiedenen Nächten aufgenommen. Die entsprechenden  $p$ -Werte für deren Abweichungen sind unten rechts in Abbildung 4.8 gezeigt. Die Abweichungen von 16 Paaren haben  $p$ -Werte



von mindestens 99,9 %. Drei Abweichungen sind mit einem  $p$ -Wert von mindestens 99,999 % mit hoher Wahrscheinlichkeit durch zeitliche Variationen verursacht.

Insbesondere bei vielen Messungen ist es zu erwarten, dass auch unwahrscheinliche Ergebnisse auftreten. Konkret bedeutet das, dass trotz fehlender zeitlicher Variabilität bei einer großen Zahl Visibilitätsdifferenzen auch wenige solcher zu erwarten sind, die zwar individuell eine hohe Wahrscheinlichkeit für zeitliche Variabilität zeigen ( $p > 99\%$ ), insgesamt aber statistisch nicht relevant sind. Andererseits ist es möglich, dass eine große Zahl von Visibilitätsdifferenzen auftritt, die jeweils nur mit einer mäßigen Wahrscheinlichkeit ( $90\% < p < 99\%$ ) durch zeitliche Variationen verursacht werden, deren Häufigkeit aber insgesamt trotzdem auf zeitliche Variabilität hinweist. Daher wird abschließend ein Maß für die Gesamtwahrscheinlichkeit, dass interferometrischen Beobachtungen eines Vorhauptreihensterns Anzeichen für zeitliche Variationen zeigen, berechnet.

Es wird die Wahrscheinlichkeit  $\mathcal{P}(X \geq N_{p>p_{\text{lim}}})$  berechnet, mit der von insgesamt  $N$  Visibilitätsdifferenzen mindestens  $N_{p>p_{\text{lim}}}$  Visibilitätsdifferenzen einen  $p$ -Wert haben, der einen vorgegebenen Grenzwert  $p_{\text{lim}}$  übersteigt und damit individuell ein Hinweis für zeitliche Variabilität ist, trotzdem die Abweichung durch eine moderate Basislinienabweichung aber nicht durch zeitliche Variabilität verursacht wird:

$$\mathcal{P}(X \geq N_{p>p_{\text{lim}}}) \leq \sum_{k=N_{p>p_{\text{lim}}}}^N \binom{N}{k} p_{\text{lim}}^k (1 - p_{\text{lim}})^{N-k}. \quad (4.14)$$

Damit ist  $\mathcal{P}(X \geq N_{p>p_{\text{lim}}})$  ein Maß für die Wahrscheinlichkeit, dass gefundene Visibilitätsdifferenzen alleine durch die moderaten Abweichungen der verwendeten Basislinien verursacht werden. Entsprechend ist die Größe  $1 - \mathcal{P}(X \geq N_{p>p_{\text{lim}}})$  ein Maß für die Wahrscheinlichkeit, dass die in verschiedenen Epochen beobachtete Intensitätsverteilung variabel ist.

Im Falle der PIONIER-Beobachtungen von AK Sco bei denen 16 der insgesamt 69 betrachteten Visibilitätsdifferenzen  $p > 99,9\%$  überschreiten (Abbildung 4.8) beträgt  $\mathcal{P} = 3,04 \cdot 10^{-33}$ . Es ist daher unwahrscheinlich, dass die für AK Sco gefundenen Visibilitätsdifferenzen allein durch die moderaten Abweichungen der Basislinien verursacht werden. Im Gegenteil sind sie mit hoher Wahrscheinlichkeit ein Hinweis auf zeitliche Variationen der Intensitätsverteilungen von AK Sco.

Das Maß  $\mathcal{P}(X \geq N_{p>p_{\text{lim}}})$  wird für verschiedene Grenzwerte  $p_{\text{lim}}$  berechnet. Dabei werden folgende Grenzwerte  $p_{\text{lim}} \in \{0,9; 0,99; 0,999; 0,9999; 0,99999\}$  berücksichtigt. Ist für mindestens einen dieser Grenzwerte  $\mathcal{P} < 0,001$ , wird daraus geschlossen, dass die vorliegenden Beobachtungen Anzeichen für zeitliche Variationen der beobachteten Intensitätsverteilung zeigen.

## Evaluation anhand synthetischer Beobachtungen

Die Zuverlässigkeit dieser Auswertungsstrategie wird ebenfalls anhand synthetischer Beobachtungen untersucht. Zunächst wird anhand synthetischer Beobachtungen

der zeitabhängigen Modelle  $M_1(t)$  und  $M_2(t)$  überprüft, wie gut mithilfe des vorgestellten Ansatzes zeitliche Variationen gefunden werden können. Dazu werden synthetische Beobachtungen der zeitabhängigen Intensitätsverteilung der Modelle  $M_1(t)$  und  $M_2(t)$  auf Basis der uv- und Zeitabdeckung der vorliegenden PIONIER-Beobachtungen erstellt. Von den 33 vorliegenden PIONIER-Datensätzen erfüllen 18 die Voraussetzungen für den geplanten Vergleich (mindestens zehn Paare von Visibilitäten, die in jeweils derselben Nacht mit höchstens um zehn Prozent abweichenden Basislinien gemessen wurden). Insgesamt stehen damit 36 synthetische Multi-Epochen-Beobachtungen variabler Intensitätsverteilungen mit PIONIER zur Verfügung.

Von den 18 synthetischen Multi-Epochen-Beobachtungen, die auf dem Modell  $M_1(t)$  basieren (Variation des Stern-Scheiben-Flussverhältnisses, siehe Abschnitt 4.3.2), können zehn mithilfe des vorgestellten Ansatzes als zeitlich variabel identifiziert werden. Im Falle der synthetischen Beobachtungen, die auf dem Modell  $M_2(t)$  basieren (gaußverteilter Fleck mit einer Umlaufdauer von 400 Tagen, siehe Abschnitt 4.3.2) werden fünf der 18 Datensätze als zeitlich variabel identifiziert.

Im nächsten Schritt wird anhand zeitunabhängiger synthetischer Beobachtungen überprüft, ob der vorgestellte Ansatz falsch-positive Ergebnisse liefert. Für die 18 synthetischen Multi-Epochen-Beobachtungen, die auf dem zeitunabhängigen Modell  $M_{1,\text{stat}}$  basieren, liegen die kleinsten für  $\mathcal{P}$  berechneten Werte abhängig vom gewählten Grenzwert  $p_{\text{lim}}$  zwischen 0,92 und 1. Die Wahrscheinlichkeit, dass die Abweichungen der Visibilitäten allein auf die Abweichungen der Basislinien und nicht auf zeitliche Variationen zurückzuführen sind, ist damit hoch. Entsprechend wird korrekterweise für keinen der Datensätze zeitliche Variabilität festgestellt.

Für das statische Modell  $M_{2,\text{stat}}$  wird der niedrigste Wert von  $\mathcal{P} = 0,26$  und damit die höchste Wahrscheinlichkeit für zeitliche Variationen für den Datensatz gefunden, der auf den PIONIER-Beobachtungen von HD 179218 basiert. Dass die gefundenen Wahrscheinlichkeiten für zeitliche Variationen als Ursache für die Visibilitätsdifferenzen beim Modell  $M_{2,\text{stat}}$  größer sind als beim  $M_{1,\text{stat}}$ , lässt sich mit der komplexeren Intensitätsverteilung von  $M_{2,\text{stat}}$  und der begrenzten uv-Abdeckung erklären. Wie stark die Asymmetrie in der Intensitätsverteilung die gemessenen Visibilitäten beeinflusst, ist abhängig von der jeweiligen Raumfrequenz, also von den verwendeten Basislinien. Je nach uv-Abdeckung wird damit der Einfluss geringer Basislinien anhand der  $\mathcal{CDF}$  eventuell zu klein abgeschätzt. Ist die uv-Abdeckung beim Vergleich von Visibilitäten aus unterschiedlichen Epochen gerade so, dass die Basislinienabweichungen einen größeren Einfluss auf die Visibilitäten haben, wird die Ursache der Visibilitätsdifferenzen fälschlicherweise auf zeitliche Variationen zurückgeführt. Der kleinste für  $\mathcal{P}$  gefundene Wert überschreitet jedoch den Grenzwert für die Identifizierung als variabel von 0,001 um ein Vielfaches, sodass keine der vorliegenden synthetischen Daten fälschlicherweise als zeitlich variabel eingestuft werden. Dass aufgrund des beschriebenen Effektes Werte von  $\mathcal{P} < 0,001$  gefunden werden, scheint daher unwahrscheinlich.

Zusammenfassend lässt sich sagen, dass der Vergleich in verschiedenen Epochen gemessener Visibilitäten unter Einbeziehung des Einflusses moderater Basislinienab-

weichungen bei passender uv- und Zeitabdeckung geeignet ist, zeitliche Variationen zu identifizieren. Zudem lassen die durchgeführten Tests darauf schließen, dass die Wahrscheinlichkeit für falsch-positive Ergebnisse gering ist.

## Ergebnisse

Der vorgestellte Ansatz, der auf dem Vergleich von Visibilitäten unter Einbeziehung der Abschätzung des Einflusses moderater Basislinienabweichungen basiert, kann zur Untersuchung der PIONIER-Daten von 18 Vorhauptreihensternen verwendet werden: GW Ori, CQ Tau, HD 50138, TW Hya, DX Cha, CPD-36 6759, HD 142527, RU Lup, HD 144432, V856 Sco, AS 205 N, SR 21A, HD 150193, AK Sco, HD 163296, HD 169142, S CrA N und HD 179218. Basierend auf den vorliegenden AMBER-Daten ist diese Analyse für die folgenden sieben Vorhauptreihensterne möglich: HD 50138, CPD-36 6759, HD 142527, V856 Sco, HD 163296, MWC 297 und R CrA. Damit kann die zeitliche Variabilität von fünf Objekten sowohl anhand von PIONIER als auch anhand von AMBER-Beobachtungen untersucht werden. Wegen der spärlichen uv-Abdeckung wird das Kriterium für die Abschätzung des Einflusses moderater Basislinienabweichungen (mindestens zehn Paare von Visibilitäten mit  $\Delta t > 12$  h und  $b < 10\%$ ) von keinem der MIDI-Datensätze erfüllt. Entsprechend kann die Analyse für keine der mit MIDI im  $N$ -Band aufgenommenen Beobachtungen durchgeführt werden. Insgesamt lässt sich der Ansatz damit auf  $H$ - und  $K$ -Band-Beobachtungen von 20 der insgesamt 68 betrachteten Vorhauptreihensterne anwenden.

Für sechs dieser 20 Vorhauptreihensterne werden Hinweise daraus gefunden, dass die beobachteten Intensitätsverteilungen zeitlich variabel sind. Eine Übersicht der Ergebnisse zu Hinweisen auf zeitliche Variationen in den PIONIER- und AMBER-Beobachtungen der sechs Objekte ist in Tabelle 4.2 gegeben.

Für HD 50138, DX Cha, V856 Sco, HD 163296 und R CrA hatte bereits der direkte Vergleich von mit gleichen Basislinien gemessenen Visibilitäten Anzeichen für zeitliche Variabilität gezeigt (siehe Abschnitt 4.4.1). Diese Ergebnisse können anhand des Vergleichs von Visibilitäten, die mit moderat abweichenden Basislinien gemessen wurden, bestätigt werden. Die gefundenen Werte  $\mathcal{P}_{\min} = 9,8 \cdot 10^{-4}$ ,  $\mathcal{P}_{\min} = 1,36 \cdot 10^{-329}$ ,  $\mathcal{P}_{\min} = 3,08 \cdot 10^{-11}$ ,  $\mathcal{P}_{\min} = 3,84 \cdot 10^{-49}$  und  $\mathcal{P}_{\min} = 2,01 \cdot 10^{-13}$  unterschreiten den Grenzwert für die Bewertung als zeitlich variabel von 0,001 jeweils deutlich. Daher ist die Wahrscheinlichkeit für zeitliche Variationen als Ursache der Abweichungen hoch. Für HD 50138 und HD 163296 konnte der Vergleich von mit gleichen Basislinien gemessenen Visibilitäten bisher jeweils nur für Beobachtungen mit einem Instrument durchgeführt werden (HD 50138: PIONIER, HD 163296: AMBER). Mit der Einbeziehung von Visibilitäten, die mit moderat unterschiedlichen Basislinien gemessen wurden, finden sich nun auch Hinweise auf zeitliche Variationen in den Beobachtungen mit dem jeweils anderen Instrument und damit sowohl im  $H$ - als auch im  $K$ -Band.

Da bei diesem Ansatz mehr Visibilitäten verglichen werden können als beim direkten Vergleich von Visibilitäten, die mit gleichen Basislinien gemessen wurden, ist die Zeitabdeckung besser. Entsprechend finden sich Hinweise für zeitliche Variationen

**Tabelle 4.2:** Übersicht der Objekte deren Multi-Epochen-Beobachtungen mit dem in der zweiten Spalte angegebenen Instrument im in der dritten Spalte angegebenen Band basierend auf der in Abschnitt 4.4.4 vorgestellten Analysestrategie Hinweise auf zeitliche Variationen zeigen. In der vierten Spalte ist der kleinste Wert  $\mathcal{P}_{\min}$  der für die verschiedenen Grenzwerte  $p_{\lim}$  berechnete Werte von  $\mathcal{P}$  genannt. In der fünften und sechsten Spalte sind die größten Abweichungen der wellenlängengemittelten Visibilitäten  $\Delta\langle V^2 \rangle_{\max}$  und die entsprechenden  $p$ -Werte aufgelistet. Die letzte Spalte enthält die kürzesten Zeitskalen  $\Delta t_{\text{var}}$ , auf denen zeitliche Variationen auftreten. Stimmen diese mit den kürzesten von den Multi-Epochen-Beobachtungen abgedeckten Zeitskalen überein, sind sie mit einem  $\star$  markiert.

Name	Instrument	Band	$\mathcal{P}_{\min}$	$\Delta\langle V^2 \rangle_{\max}$	$p(\Delta\langle V^2 \rangle_{\max})$	$\Delta t_{\text{var}}$ [d]
HD 50138	AMBER	$K$	$9,8 \cdot 10^{-4}$	0,318	0,999 999 999 996	56
DX Cha	PIONIER	$H$	$1,36 \cdot 10^{-329}$	0,281	0,999 999 999 985	1 $\star$
V856 Sco	PIONIER	$H$	$3,08 \cdot 10^{-11}$	0,156	0,997	1 $\star$
	AMBER	$K$	$1,65 \cdot 10^{-7}$	0,531	0,999 999 991	1 $\star$
AK Sco	PIONIER	$H$	$3,04 \cdot 10^{-33}$	0,539	0,999 998 5	22 $\star$
HD 163296	PIONIER	$H$	$2,95 \cdot 10^{-36}$	0,124	0,998 95	12
	AMBER	$K$	$3,84 \cdot 10^{-49}$	0,51	1,0	6 $\star$
R CrA	AMBER	$K$	$2,01 \cdot 10^{-13}$	0,464	0,999 999 98	1 $\star$

nun schon auf kürzeren Zeitskalen. Für V856 Sco und R CrA werden nun Hinweise auf Variationen, die auf einer Zeitskala von nur einem Tag auftreten, gefunden. Die kürzeste Zeitspanne, auf der Variationen der Intensitätsverteilung von HD 163296 auftreten, beträgt sechs Tage. Da es sich jeweils um die kürzesten von den Beobachtungen abgedeckten Zeitskalen handelt, könnten die tatsächlichen Zeitskalen, auf denen bereits signifikante Variationen auftreten, jedoch auch noch kürzer sein. Die mit gleichen Basislinien für DX Cha gemessenen Visibilitäten zeigten Variationen auf Zeitskalen von 51 Tagen im Falle der PIONIER-Beobachtungen beziehungsweise einem Tag bei den AMBER-Daten. Unter Einbeziehung der Visibilitäten, die mit moderat unterschiedlichen Basislinien gemessen wurden, gibt es Anzeichen für Variationen auf der Zeitskala von einem Tag in den Beobachtungen beider Instrumente und damit sowohl im  $H$ - als auch im  $K$ -Band. Für HD 50138 liefert der hier vorgestellte Vergleich Hinweise auf Variationen in den mit AMBER beobachteten Daten auf einer Zeitskala von 56 Tagen. Diese ist länger, als die für die in den PIONIER Daten beim direkten Vergleich mit gleicher Basislinie gemessenen Visibilitäten ermittelten Zeitskala von zwei Tagen.

Zusätzlich zu den fünf Vorhautreihensternen, für die bereits der in Abschnitt 4.4.1 vorgestellte direkte Vergleich Anzeichen für zeitliche Variationen finden konnte, können mit dem hier vorgestellten Ansatz Hinweise auf zeitliche Variationen der Intensitätsverteilungen eines weiteren Vorhautreihensterns gefunden werden. Die für AK Sco in unterschiedlichen Nächten mit PIONIER gemessenen Visibilitäten weichen

um bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,54$  voneinander ab (siehe Abbildung 4.8). Der entsprechende Wert des Maßes  $p = 0,999\,998\,5$  ist Hinweis darauf, dass diese große Differenz durch zeitliche Variationen der Intensitätsverteilung verursacht wird. Insgesamt ist mit  $\mathcal{P} = 3,04 \cdot 10^{-33}$  die Wahrscheinlichkeit, dass die gemessenen Differenz allein durch die moderaten Abweichungen der verwendeten Basislinien erklärt werden können, klein. Hinweise auf zeitliche Variationen treten in den PIONIER-Daten zu AK Sco bereits auf der kürzesten betrachteten Zeitskala von 22 Tagen auf.

## 4.5 Diskussion

Es wurden zwei Ansätze vorgestellt, die anhand der PIONIER- und AMBER-Beobachtungen aus dem Archiv der ESO die Untersuchung der zeitlichen Variabilität der Intensitätsverteilungen von insgesamt 21 Vorhauptreihensternen erlauben. Basierend auf den beiden in den Abschnitten 4.4.1 und 4.4.4 präsentierten Analysestrategien werden Anzeichen für zeitliche Variationen in den Beobachtungen von sieben Vorhauptreihensternen gefunden. Für diese Objekte werden im Folgenden zunächst frühere Variabilitätsstudien diskutiert (Abschnitt 4.5.1). In Abschnitt 4.5.1 werden anschließend mögliche Gründe genannt, wieso einige Vorhauptreihensterne nicht als variabel identifiziert wurden. Abschließend werden die gefundenen Variationen klassifiziert (Abschnitt 4.5.3). Dies dient als Basis für die Eingrenzung möglicher physikalischer Ursachen der beobachteten zeitlichen Variationen.

### 4.5.1 Frühere Variabilitätsstudien

Anzeichen für zeitliche Variationen wurden in den PIONIER- beziehungsweise AMBER-Beobachtungen der sieben Vorhauptreihensterne HD 50138, DX Cha, HD 142527, V856 Sco, AK Sco, HD 163296 und R CrA gefunden. Für alle diese Objekte wurden schon in früheren Studien zeitliche Variabilität festgestellt oder sie ist aufgrund der orbitalen Bewegung eines Begleiters zu erwarten.

**HD 50138:** Basierend auf räumlich unaufgelösten Beobachtungen wurden zeitliche Variationen einiger Spektrallinien im ultravioletten sowie im optischen Wellenlängenbereich auf Zeitskalen von wenigen Stunden bis Jahren gefunden (Borges Fernandes et al. 2012; Pogodin 1997; Hutsemekers 1985). HD 50138 ist zudem eines der wenigen Objekte, für das bereits zeitliche Variationen der Helligkeitsverteilung basierend auf räumlich aufgelösten Beobachtungen festgestellt wurden. Rekonstruierte Bilder von mit PIONIER in drei unterschiedliche Epochen aufgenommen Daten zeigen die Bewegung einer asymmetrischen Struktur in der innersten Scheibenregion (Kluska et al. 2016).

**DX Cha:** DX Cha ist ein enger Doppelstern mit einer Periode von 20 Tagen (Böhm et al. 2004). Die große Halbachse von 0,2 au (1,9 mas) wird von PIONIER und AMBER zumindest teilweise aufgelöst, sodass aufgrund der orbitalen Bewegung zeitliche Variationen zu erwarten sind. Darüber hinaus wurden für DX Cha bereits

in früheren Studien zeitliche Variationen festgestellt. Kóspál et al. (2012) fanden wellenlängenunabhängige Variationen beim Vergleich von vier Mittelinfrarotspektren, die zwischen Juli 1996 und Mai 2005 aufgenommen wurden.

**HD 142527:** HD 142527 ist von einer Übergangsscheibe umgeben, die in einer Entfernung von etwa 12 au vom Zentralstern einen Begleiter enthält (Close et al. 2014; Biller et al. 2012). Aufgrund des vergleichsweise geringen Flusses des Begleiters (im *H*-Band beträgt das Stern-Begleiter-Flussverhältnis 63, im *Ks*-Band 79; Lacour et al. 2016) sind nur geringe Variationen der Visibilitäten durch die Bewegung des Begleiters zu erwarten. Der maximale Einfluss der Bewegung des Begleiters auf die Visibilitäten lässt sich anhand eines Modells aus zwei Punktquellen mit dem gegebenen Flussverhältnis und Abstand zu  $\Delta V^2 \leq 0,06$  abschätzen.

**V856 Sco:** Perez et al. (1992) haben eine 19 Jahre umfassende Lichtkurve von V856 Sco untersucht und dabei Variationen der Helligkeit zwischen 6,74 und 8,46 mag gefunden. Diese Variationen werden vermutlich durch eine variable Extinktion des Sternlichts durch zirkumstellares Material verursacht (Perez et al. 1992).

**AK Sco:** AK Sco ist ein spektroskopischer Doppelstern mit einer projizierten Entfernung von 0,143 au (Jensen et al. 1996) und einer Periode von 13,6 Tagen (Andersen et al. 1989). Zum einen sind Variationen der Intensitätsverteilung und damit der gemessenen Visibilitäten aufgrund der Bewegung der nahezu identischen Sterne (Alencar et al. 2003) zu erwarten. Zum anderen wurden für AK Sco bereits Helligkeitsvariationen im optischen (Bibo und The 1991) und infraroten Wellenlängenbereich (Hutchinson et al. 1994) beobachtet, die nicht mit der Periode des Doppelsterns übereinstimmen. Das entgegengesetzte Verhalten der Variationen in den verschiedenen Wellenlängenbereichen lässt sich mit Variationen der Verteilung des Staubes bei Radien größer als 0,6 au erklären.

**HD 163296:** Für den Herbig-Ae-Stern HD 163296 haben zahlreiche Studien bereits zeitliche Variabilität nachgewiesen. Im optischen und infraroten Wellenlängenbereich wurden Variationen mit einer Periode von 16 Jahren gefunden, die auf Massenauswürfe zurückzuführen sind (Ellerbroek et al. 2014; Sitko et al. 2008). Dabei ist das gegensätzliche Verhalten eines schwächer werdenden optischen und gleichzeitig heller werdenden Infrarot-Flusses ein Hinweis auf Staubwolken im Wind (Ellerbroek et al. 2014). Zusätzliche haben räumlich aufgelöste Bilder Variationen des an den äußeren Scheibenregionen gestreuten Lichts gezeigt (Rich et al. 2019; Wisniewski et al. 2008). Auch hierfür sind Staubwolken im Wind oberhalb der Scheibe, welche die äußere Region abschatten, eine mögliche Erklärung (Rich et al. 2019).

**R CrA:** In den letzten Jahrzehnten zeigt die Lichtkurve von R CrA eine Abnahme der Helligkeit von 10 mag auf eine periodisch schwankende Helligkeit zwischen 12 und 13 mag (Sissa et al. 2019). Die periodischen Schwankungen haben eine Periode von 66 Tagen (Sissa et al. 2019; Percy et al. 2010). Sie lassen sich mit einem Modell bestehend aus einem Doppelstern mit einer Halbachse von 0,56 au und einer zirkumbinären Scheibe mit einer Inklination von mindestens 70° modellieren. Die Variationen entstehen dadurch, dass Teile der Umlaufbahnen der Sterne von



der nahen Scheibenseite verdeckt werden.

Die Variabilität dieser Vorhauptreihensterne ist also bereits bekannt. Gemeinsam mit der Tatsache, dass bei der Analyse der synthetischen Daten keine falsch-positiven Ergebnisse produziert wurden, legt dies die Verlässlichkeit der Ergebnisse der verwendeten Analysemethoden nahe. Die bisherigen Erkenntnisse zur Variabilität der sieben Vorhauptreihensterne beruhen allerdings überwiegend auf räumlich unaufgelösten Beobachtungen. Im Rahmen dieser Arbeit wurden zeitliche Variationen für sechs der sieben Objekte erstmals anhand von Beobachtungen festgestellt, die die innerste Region der Scheiben räumlich auflösen können. Im Gegensatz zu räumlich unaufgelösten Beobachtungen, die ausschließlich für Variationen der Flussdichte sensitiv sind, erlauben es die interferometrischen Beobachtungen, Variationen der Intensitätsverteilungen protoplanetarischer Scheiben zu untersuchen. Damit liefern sie die Möglichkeit zur Untersuchung der Struktur und Dynamik der potentiellen Planetenentstehungsregion.

### 4.5.2 Nicht erkannte Variationen

Für einige Objekte, die in vorherigen Studien als variabel identifiziert wurden, wurden in den vorliegenden interferometrischen Beobachtungen keine Anzeichen zeitlicher Variabilität erkannt. Dies trifft insbesondere auf HD 50138 und DR Tau zu. Für beide wurden bereits in der Einleitung (Abschnitt 4.1) Studien vorgestellt, die anhand interferometrischer Beobachtungen, die auch in dieser Arbeit berücksichtigt werden, zeitliche Variationen festgestellt haben. Im Fall von DR Tau konnte in dieser Arbeit keine Variabilität gefunden werden, da die vorliegenden Daten die Kriterien für die Anwendung der vorgestellten Ansätze nicht erfüllen. Für HD 50138 konnten zwar beim direkten Vergleich von mit PIONIER bei gleichen Basislinien gemessenen Visibilitäten Hinweise für zeitliche Variabilität gefunden werden, die in Abschnitt 4.4.4 vorgestellte Analyse ließ jedoch nicht darauf schließen, dass die vorliegenden PIONIER-Daten Anzeichen für zeitliche Variabilität zeigen. Auch wurden für einige Doppelsterne mit geringen Abständen keine Hinweise auf zeitliche Variabilität gefunden, obwohl diese aufgrund der Bewegung der Sterne zu erwarten wäre.

Es gibt verschiedene Gründe, weshalb für einige Vorhauptreihensterne keine Variationen gefunden wurden, obwohl zeitliche Variabilität bereits in früheren Studien festgestellt wurde oder zu erwarten war. Nachfolgend sind die Voraussetzungen aufgelistet, die erfüllt sein müssen, damit zeitliche Variationen der Intensitätsverteilung anhand interferometrischer Beobachtungen identifiziert werden können.

- a) Zunächst muss die uv- und die Zeitabdeckung der interferometrischen Beobachtungen so sein, dass für mindestens einen der Ansätze die Kriterien für die Anwendbarkeit erfüllt werden. Diese Voraussetzung ist allerdings nur bei PIONIER-beziehungsweise AMBER-Beobachtungen von 21 der insgesamt 68 betrachteten Vorhauptreihensterne gegeben.
- b) Die Messunsicherheiten müssen deutlich kleiner sein, als der Einfluss der Variationen der Intensitätsverteilung auf die gemessenen Visibilitäten. Hierbei ist



entscheidend, dass die gemessenen Visibilitäten nur von der Intensitätsverteilung nicht aber von den absoluten Flussdichten abhängen. Das bedeutet, dass selbst starke Variationen des Gesamtflusses, die bei räumlich unaufgelösten photometrischen Messungen leicht zu beobachten sind, von den interferometrischen Messungen nicht erfasst werden können, wenn sich die Intensitätsverteilung dabei nicht signifikant ändert.

- c) Die zeitliche Abdeckung der Beobachtungen muss die Zeitskalen abdecken, auf denen die Helligkeitsverteilung variabel ist. In Abschnitt 4.4.4 werden Visibilitäten, die in einem Abstand von weniger als zwölf Stunden gemessen wurden, genutzt, um den Einfluss moderater Abweichungen der Basislinien auf die gemessenen Visibilitäten abzuschätzen. Damit können mit diesem Ansatz keine Variationen detektiert werden, die innerhalb von zwölf Stunden auftreten. Darüber hinaus können auch längerfristige Variationen nicht erkannt werden, sofern deren Einfluss auf die Visibilitäten nicht signifikant größer ist als der Einfluss der Variationen auf kurzen Zeitskalen, der fälschlicherweise dem Einfluss abweichender Basislinien zugeordnet wird.
- d) Die uv-Abdeckung der interferometrischen Beobachtung muss die räumlichen Skalen beinhalten, auf denen die Variationen der Intensitätsverteilung signifikant sind. Beispielsweise erfordert die Bewegung einer Struktur in der Scheibe, dass die verwendeten Basislinien lang genug sind, um die Asymmetrie zumindest teilweise räumlich aufzulösen.

Dass bei 14 der insgesamt 21 untersuchten Vorhauptreihensterne keine Anzeichen für Variationen gefunden werden, bedeutet also nicht zwingend, dass sie nicht variabel sind. Der Anteil variabler Objekte ist damit vermutlich größer, als es die Ergebnisse dieser Arbeit vermuten lassen.

Zur Untersuchung der zeitlichen Variabilität anhand von interferometrischen Beobachtungen ist es daher wichtig, zukünftige Beobachtungen hierfür zu optimieren. Besonders nützlich sind Beobachtungen, bei denen gleiche Basislinien wie in vorherigen Beobachtungen verwendet werden. Diese lassen sich dann direkt vergleichen und Abweichungen der gemessenen Visibilitäten können direkt auf Variationen der beobachteten Intensitätsverteilung zurückgeführt werden (Abschnitt 4.4.1). Darüber hinaus könnten Einzelaufnahmen mit einer guten uv-Abdeckung hilfreich sein. Diese erlauben die Rekonstruktion der beobachteten Intensitätsverteilung und liefern die Grundlage, um komplexe Scheibenstrukturen zu untersuchen, deren Bewegung zu Variationen führen kann.

### 4.5.3 Klassifikation der Variationen

Abschließend sollen die physikalischen Ursachen der gefundenen Variationen eingegrenzt werden. Ein gängiger Ansatz zur Untersuchung des Ursprungs von Variationen bei räumlich unaufgelösten Beobachtungen ist eine Analyse der Periodizität und der Zeitskalen, auf denen die Variationen auftreten. Dies ist jedoch bei den vorliegenden interferometrischen Beobachtungen aufgrund der spärlichen Zeitabdeckung nicht

möglich. Stattdessen wird das hohe Auflösungsvermögen und damit die Information über die räumlichen Skalen, auf denen die Variationen auftreten, genutzt, um die Variationen zu klassifizieren.

In Abschnitt 4.4.2 hat sich gezeigt, dass zwei Arten von Variabilität anhand des Erscheinungsbildes unterschieden werden können:

**Symmetrische Variationen:** Die Änderung der Visibilitäten mit der Zeit zeigt einen klaren Trend, nämlich dass die Visibilitäten unabhängig vom betrachteten Positionswinkel der verwendeten Basislinien entweder alle größer oder alle kleiner werden (Modell  $M_1(t)$ , oben rechts in Abbildung 4.6). Die Bezeichnung als *symmetrisch* bezieht sich dabei nur auf das Vorzeichen der Variationen. Der Betrag der Variationen kann je nach betrachtetem Positionswinkel unterschiedlich sein.

**Asymmetrische Variationen:** In diesem Fall werden die Visibilitäten abhängig vom Positionswinkel sowohl größer als auch kleiner (Modell  $M_2(t)$ , unten rechts in Abbildung 4.6)

Um anhand der beiden unterschiedlichen Erscheinungsbilder die zugrunde liegenden Mechanismen der gefundenen Variationen eingrenzen zu können, müssen sie mit den bereits in der Einleitung beschriebenen Ursachen verknüpft werden. Im Falle der Bewegung einer asymmetrischen Struktur in der Intensitätsverteilung der Scheibe sind asymmetrische Variationen zu erwarten, denn die gemessenen Visibilitäten werden teilweise größer und teilweise kleiner, abhängig davon, wie sich die Struktur in Relation zur jeweilige Basislinie bewegt. Die Verdunkelung des stellaren Flusses durch zirkumstellares Material führt in erster Linie zu einer Variation des Stern-Scheiben-Flussverhältnisses, was eine symmetrische Variation verursacht. Das Material kann dabei aber gegebenenfalls auch Teile der protoplanetaren Scheibe abschatten. Dies führt zu einer asymmetrischen Veränderung der Intensitätsverteilung der Scheibe und würde sich in asymmetrischen Variationen der gemessenen Visibilitäten äußern. Sternflecken erzeugen einerseits Variationen des stellaren Flusses. Andererseits kann durch die veränderte Heizung der Scheibe und die Variation des Streulichtes die Intensitätsverteilung der Scheibe beeinflusst werden. Je nachdem, welcher der beiden Effekte überwiegt, können durch die Variation des Stern-Scheiben-Flussverhältnisses entweder symmetrische Variationen oder durch die asymmetrische Änderung der Intensitätsverteilung der Scheibe asymmetrische Variationen hervorgerufen werden.

Zusammengefasst werden symmetrische Variationen durch eine Änderung der Flussdichte des Sterns und damit verbunden einer Variation des Stern-Scheiben-Flussverhältnisses verursacht. Asymmetrische Variationen entstehen entweder durch sich bewegende Begleiter, Strukturen in der rotierenden Staubbichteverteilung oder variierende asymmetrische Beleuchtungen des zirkumstellaren Materials. Letzteres kann sowohl durch Sternflecken als auch die Abdunklung des Sternlichtes durch zirkumstellares Material hervorgerufen werden.

Um die Variationen der sieben als variabel identifizierten Vorhauptreihensterne als symmetrisch oder asymmetrisch zu klassifizieren, werden die Abweichungen der gemessenen Visibilitäten gemäß den oben genannten Definitionen als Funktion des

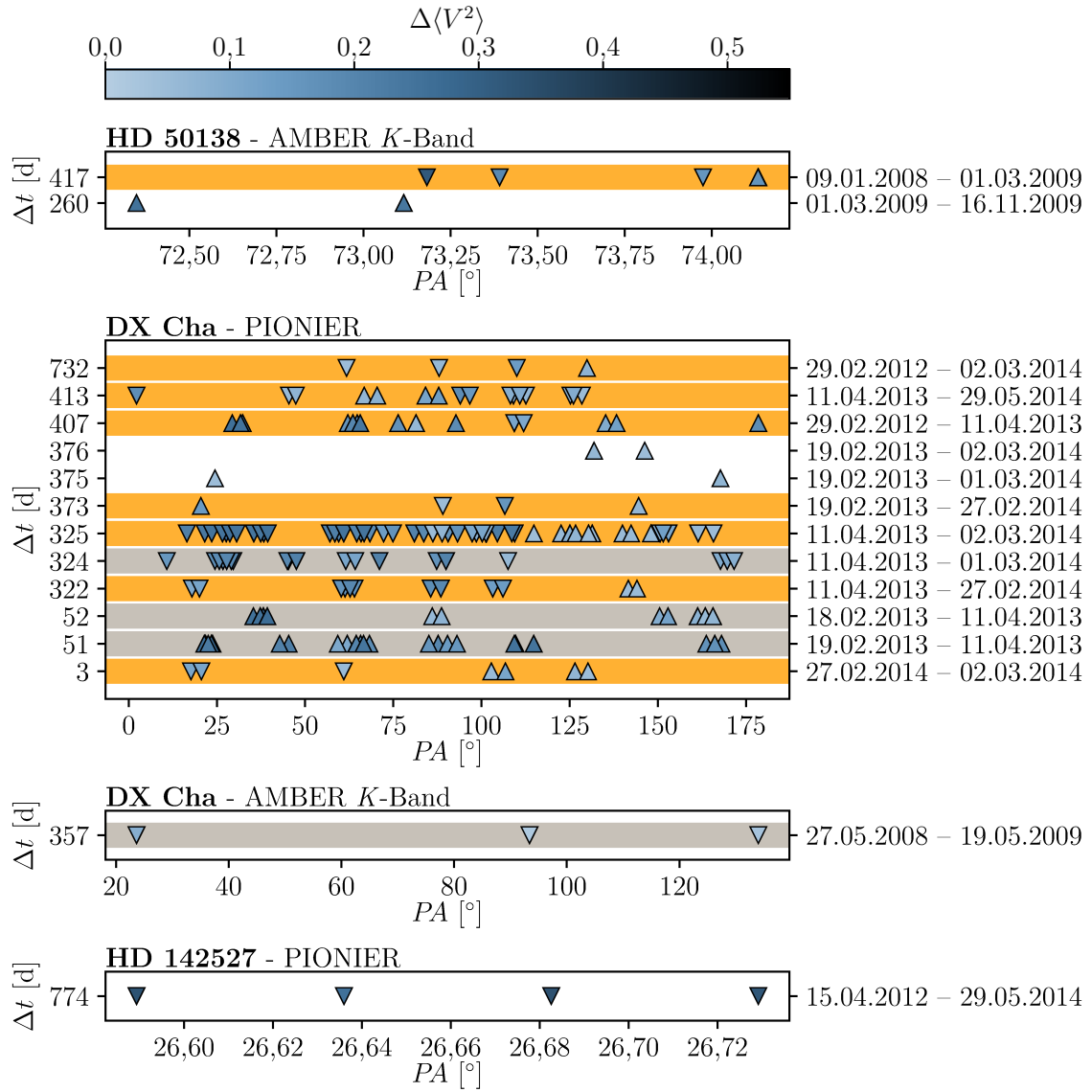
Positionswinkels der verwendeten Basislinie untersucht. Dazu werden ausschließlich Abweichungen von Visibilitäten berücksichtigt, die mit großer Wahrscheinlichkeit durch die zeitlichen Variationen der Intensitätsverteilung verursacht wurden. Einerseits sind dies Paare von Visibilitäten, die mit gleicher Basislinie gemessen wurden und die sich mit einer Signifikanz von mindestens  $3\sigma$  voneinander unterscheiden (siehe Abschnitt 4.4.1). Andererseits werden Paare betrachtet, deren Visibilitäten mit moderat unterschiedlichen Basislinien gemessen wurden und deren Abweichungen mit  $p > 0,9$  wahrscheinlich auf zeitliche Variationen zurückzuführen sind (siehe Abschnitt 4.4.4).

Die Abweichungen dieser Paare werden in Abhängigkeit des mittleren Positionswinkels beider verwendeter Basislinien (x-Achse) in den in Abbildung 4.9 gezeigten Diagrammen aufgetragen. Die beiden Nächte, in denen die Visibilitäten jeweils aufgenommen wurden, sind rechts auf der y-Achse angegeben. Links auf der y-Achse ist der Abstand zwischen den zwei Beobachtungen gegeben. Ob die Visibilitäten vom früheren zum späteren Beobachtungszeitpunkt kleiner oder größer geworden sind, wird durch die Ausrichtung der dreieckigen Datenpunktmarkierungen angezeigt. Der Betrag der Variationen ist mithilfe der Farbe der Dreiecke angegeben.

Basierend auf diesen Diagrammen lässt sich die Symmetrie der Variationen folgendermaßen ablesen. Sofern Visibilitäten zwischen zwei Nächten sowohl kleiner als auch größer werden, werden die Variationen als asymmetrisch identifiziert. Zur besseren Überschaubarkeit sind diese Zeilen in den Diagrammen orange hinterlegt. Werden Visibilitäten unabhängig vom Positionswinkel entweder nur kleiner oder nur größer, ist dies ein Hinweis auf symmetrische Variationen. Diese Abschätzung wird umso zuverlässiger, je besser die Abdeckung der Positionswinkel ist. Da die uv-Abdeckung begrenzt ist und für viele Positionswinkel keine Messungen vorliegen, kann die Klassifizierung als symmetrisch nur unter der Annahme getroffen werden, dass auch bei den nicht berücksichtigten Positionswinkel nur Variationen in dieselbe Richtung auftreten. Entsprechend werden Variationen in ausschließlich eine Richtung als *scheinbar symmetrisch* klassifiziert. Dabei lassen Nächte-Paare, für die lediglich eine durch Variationen verursachte Abweichung gefunden wird, keine Untersuchung der Abhängigkeit vom Positionswinkel zu. Entsprechend werden sie in den Diagrammen nicht berücksichtigt. Darüber hinaus werden Variationen in ausschließlich eine Richtung nur dann als scheinbar symmetrisch klassifiziert, wenn Abweichungen bei mindestens drei Positionswinkeln vorliegen, die einen Bereich von mindestens  $90^\circ$  abdecken.

Nachfolgend werden die Variationen der sieben als variabel identifizierten Vorhauptreihensterne anhand der Übersichtsdiagramme in Abbildung 4.9 klassifiziert.

**HD 50138:** Nur ein Paar der mit PIONIER für HD 50138 gemessenen Visibilitäten zeigt signifikante Variationen, die auf Variationen der Intensitätsverteilung zurückgeführt werden können (Abbildung 4.3). Entsprechend ist die Untersuchung der Symmetrie der Variation nicht möglich. Die mit AMBER am 9. Januar 2008 und am 1. März 2009 ( $\Delta t = 417$  d) gemessenen Visibilitäten sind abhängig vom Positionswinkel sowohl größer als auch kleiner geworden. Entsprechend werden diese



**Abb. 4.9:** Übersichtsdiagramme zur Klassifikation der in den PIONIER- und AMBER- Beobachtungen gefundenen Variationen. Aufgetragen sind die durch zeitliche Variationen verursachten Abweichungen der Visibilitäten, die in den rechts auf der y-Achse angegebenen Nächten gemessen wurden, in Abhängigkeit des mittleren Positionswinkels (x-Achse). Die Ausrichtung der Dreiecke markiert dabei, ob die Visibilität über den links auf der y-Achse angegebenen Zeitraum kleiner (Spitze unten) oder größer (Spitze oben) geworden ist. Die Farbe der Dreiecke gibt den Betrag der Abweichung an. Variationen, die als scheinbar symmetrisch klassifiziert werden können, sind grau hinterlegt, asymmetrische Variationen sind orange hinterlegt.

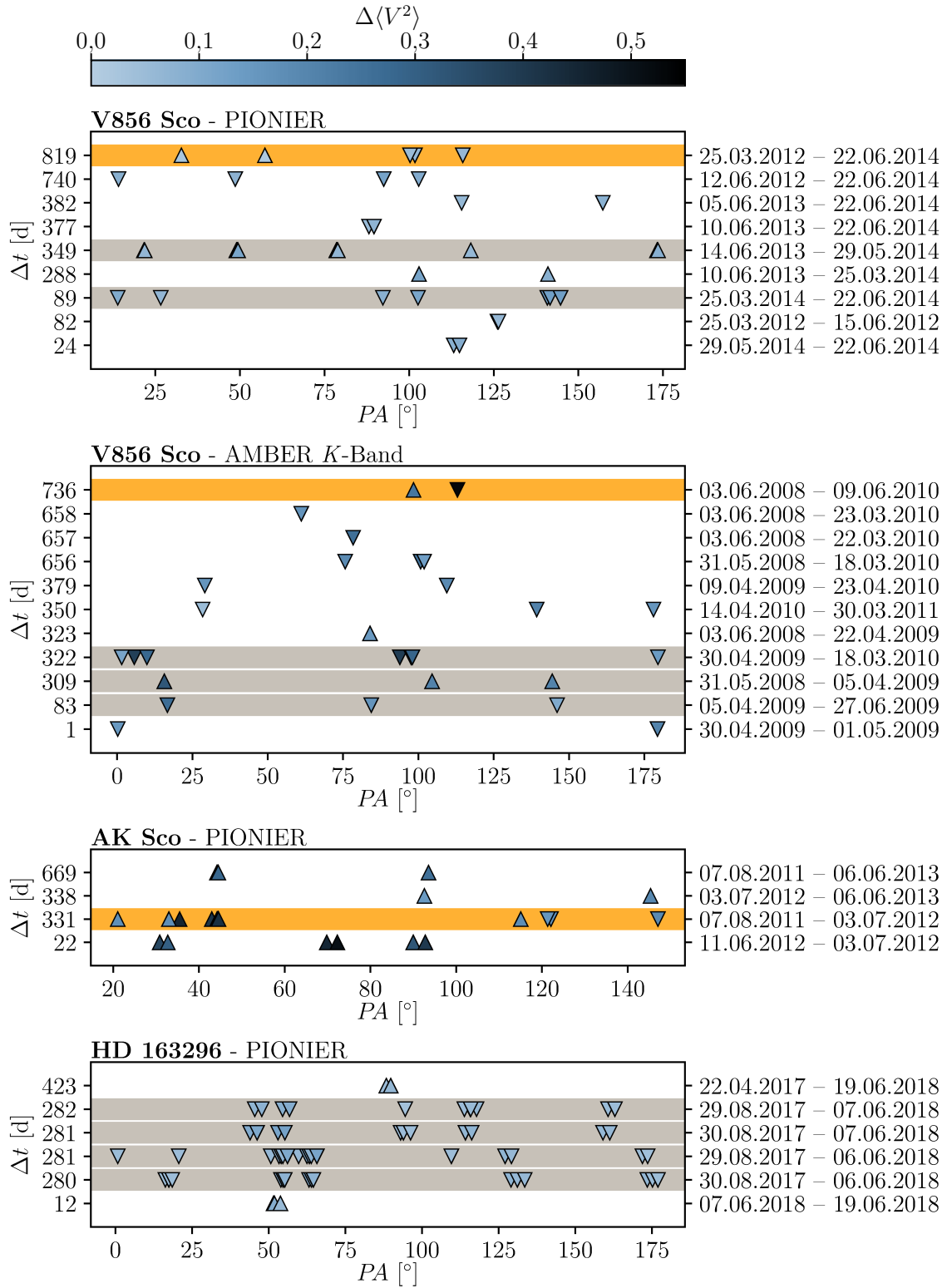


Abb. 4.9: Fortsetzung.

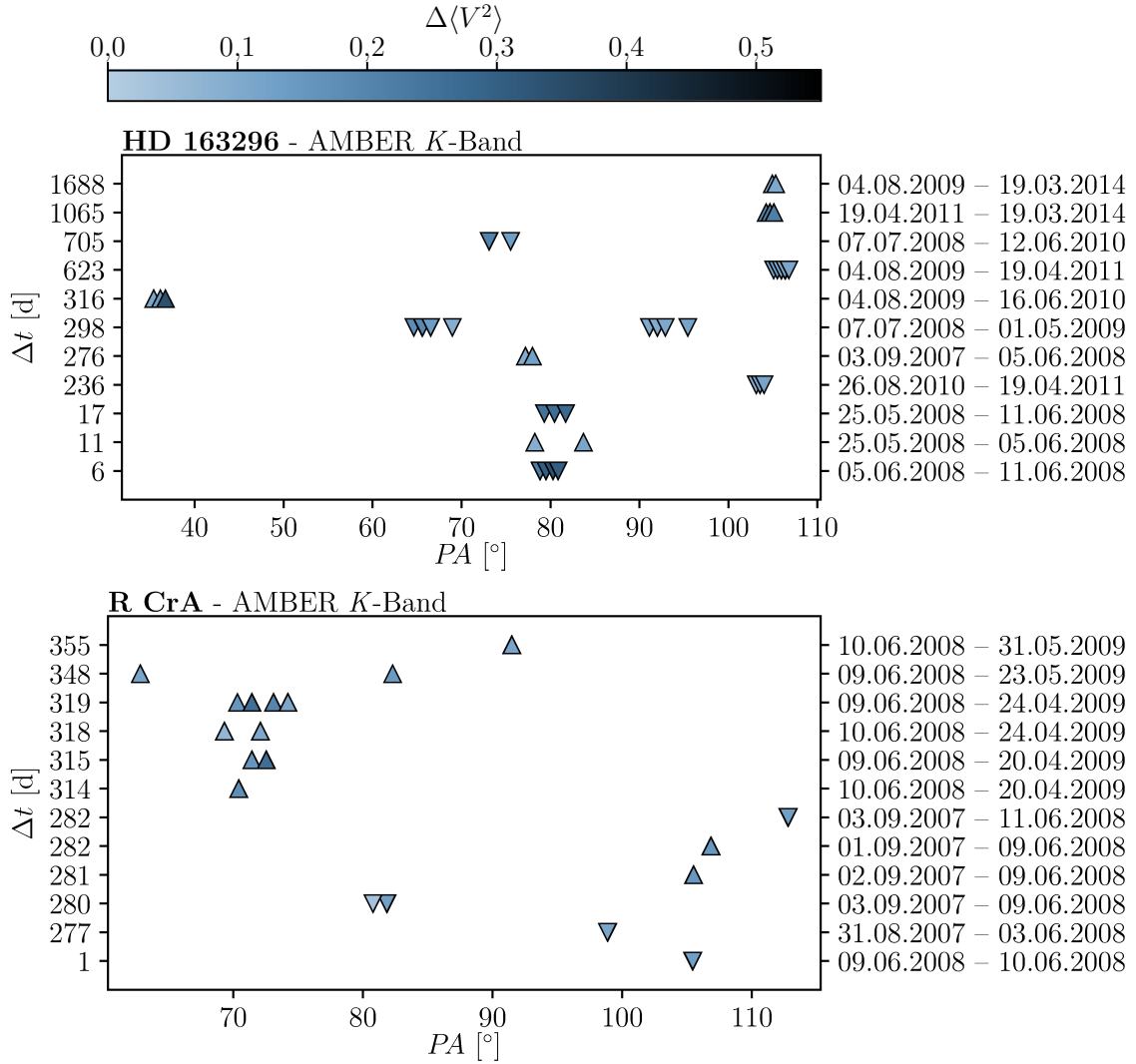


Abb. 4.9: Fortsetzung.

Variationen als asymmetrisch klassifiziert. Die am 16. November 2009 gemessenen Visibilitäten sind beide größer als die 260 Tage zuvor am 1. März 2009 gemessenen Visibilitäten und liefern damit keinen Hinweis auf asymmetrische Variationen. Die Abdeckung der Positionswinkel ist jedoch nicht ausreichend, um diese Variationen als scheinbar symmetrisch zu klassifizieren.

**DX Cha:** Viele der mit PIONIER gefunden Variationen sind asymmetrisch. Bereits auf der kürzesten betrachteten Zeitskala von drei Tagen (27.02.2014 – 02.03.2014) werden die gemessenen Visibilitäten abhängig vom Positionswinkel sowohl kleiner als auch größer. Auch auf der längsten betrachteten Zeitskala von etwa zwei Jahren sind die gefundenen Variationen asymmetrisch. Da DX Cha ein Doppelstern mit einem Abstand von nur 1,9 mas und einer Periode von etwa 20 Tagen ist (Böhm et al. 2004), sind asymmetrische Variationen der Intensitätsverteilung aufgrund

der Bewegung der Sterne zu erwarten. Neben den erwarteten asymmetrischen Variationen finden sich aber auch scheinbar symmetrische. In den etwa sieben Wochen zwischen dem 18. beziehungsweise 19. Februar 2013 und dem 11. April 2013 nahmen die Visibilitäten für eine große Zahl betrachteter Positionswinkel ausschließlich zu. Zwischen dem 11. April 2013 und dem 1. März 2014 nahmen die Visibilitäten ausschließlich ab. Allerdings wird beim Vergleich der Daten vom 11. April 2013 und dem 1. März 2014 ein großer Bereich von Positionswinkeln nicht berücksichtigt, der beim Vergleich mit dem einen Tag später liegenden zweiten Beobachtungszeitpunkt (11. April 2013 – 2. März 2014) Variationen in die entgegengesetzte Richtung zeigt. Ob diese auf asymmetrische Variationen hinweisenden Abweichungen erst zwischen dem 1. und 2. März 2014 oder bereits zwischen dem 11. April 2013 und dem 1. März 2014 auftreten, kann anhand der vorliegenden Daten nicht eindeutig ermittelt werden. AMBER-Beobachtungen zeigen scheinbar symmetrische Variationen zwischen dem 27. Mai 2008 und dem 19. Mai 2009.

**HD 142527:** Die im *H*-Band gefundenen Variationen mit Abweichungen bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,34$  (Abbildung 4.3) sind deutlich größer, als die Variationen, die aufgrund der Bahnbewegung des leuchtschwachen Begleiters zu erwarten wären ( $\Delta V^2 \leq 0,06$ , siehe Abschnitt 4.5.1). Da die gemessenen Visibilitäten zwischen dem 15. April 2012 und dem 29. Mai 2014 ausschließlich abnehmen, gibt es zudem keine Anzeichen dafür, dass die Variationen durch eine asymmetrische Variation der Intensitätsverteilung zustande kommen. Gleichzeitig erlaubt der geringe Bereich von betrachteten Positionswinkeln aber auch nicht, die Variationen als scheinbar symmetrisch zu klassifizieren. Die Ursache der Variationen bleibt damit unklar.

**V856 Sco:** Sowohl in den PIONIER- als auch den AMBER-Beobachtungen finden sich jeweils Hinweise auf asymmetrische und scheinbar symmetrische Variationen. In beiden Bändern treten die asymmetrischen Variationen nur auf den größten jeweils betrachteten Zeitskalen von jeweils etwa zwei Jahren auf. Die mit AMBER im *K*-Band gefundenen asymmetrischen Variationen passieren deutlich früher (3. Juni 2008 – 9. Juni 2010), als die mit PIONIER im *H*-Band gefundenen (25. Mai 2012 – 22. Juni 2014). Die scheinbar symmetrischen Variationen werden auf kürzeren Zeitskalen von 83 Tagen bis etwas weniger als ein Jahr gefunden. Zwischen dem 25. März 2014 und dem 22. Juni 2014 sind die mit PIONIER gemessenen Visibilitäten ausschließlich kleiner geworden. Die am 29. Mai 2014 mit PIONIER gemessenen Visibilitäten sind hingegen größer als die zuvor am 14. Juni 2013 gemessenen. In den AMBER-Daten zeigt sich ein scheinbar symmetrischer Anstieg der Visibilitäten zwischen dem 31. Mai 2008 und dem 5. April 2009. Zwischen dem 5. April 2009 und dem 27. Juni 2009 beziehungsweise dem 30. April 2009 und dem 18. März 2010 wurden die gemessenen Visibilitäten hingegen kleiner.

**AK Sco:** Für den Doppelstern AK Sco (Entfernung: 0,143 au; Jensen et al. 1996) finden sich in den vorliegenden PIONIER-Beobachtungen erwartungsgemäß Anzeichen für asymmetrische Variationen der Intensitätsverteilung (7. August 2011 – 3. Juli 2012). Der Vergleich von drei weiteren Paaren von Nächten zeigt zwar



jeweils ausschließlich größer werdende Visibilitäten, allerdings reichen in allen drei Fällen die berücksichtigten Positionswinkel nicht aus, um diese Variationen als scheinbar symmetrisch zu klassifizieren.

**HD 163296:** Der Vergleich von Beobachtungen aus dem August 2017 mit Beobachtungen aus dem Juni 2018 zeigt eine Verringerung der gemessenen Visibilitäten zum jeweils späteren Zeitpunkt, welche als scheinbar symmetrische Variationen klassifiziert werden können. Zwei weitere Paare von Beobachtungen mit PIONIER zeigen Variationen auf kürzerer (zwölf Tage) und längerer Zeitskala (432 Tage), allerdings lassen sich diese wegen der spärlichen Abdeckung der Positionswinkel nicht eindeutig klassifizieren. Sämtliche in den AMBER-Daten identifizierten Variationen zeigen keine Anzeichen für asymmetrische Variationen. Eine Klassifikation als scheinbar symmetrisch ist ebenfalls für kein Paar der AMBER-Beobachtungen möglich.

**R CrA:** Die AMBER-Beobachtungen zeigen weder Hinweise auf asymmetrische Variationen, noch lassen sich die gefundenen Variationen eindeutig auf symmetrische Variationen zurückführen. Die mögliche Ursache der Variationen lässt sich daher nicht eingrenzen.

## 4.6 Zusammenfassung und Ausblick

Das ESO-Archiv enthält einen einzigartigen Schatz hochauflösender Multi-Epochen-Beobachtungen der potenziellen Planetenentstehungsregionen protoplanetarer Scheiben. Im Gegensatz zu den seit Jahrzehnten durchgeführten unaufgelösten Beobachtungen der Variabilität von Vorhauptreihensternen, erlauben es diese hochauflösenden Multi-Epochen-Beobachtungen, zeitliche Variationen zu untersuchen, die durch die Bewegung von Strukturen in der Intensitätsverteilung der innersten Region protoplanetarer Scheiben verursacht werden. Das Ziel der Studie war es, zu untersuchen, ob in den mit PIONIER, AMBER und MIDI aufgenommenen Beobachtungen Hinweise auf zeitliche Variabilität gefunden werden können. Dazu wurden Multi-Epochen-Beobachtungen zu 68 Vorhauptreihensternen mithilfe verschiedener Analysemethoden untersucht.

Die mit einem Interferometer gemessenen Visibilitäten und Phasen hängen neben der beobachteten Intensitätsverteilung auch von der Länge und Ausrichtung der verwendeten Basislinien ab. Ein naheliegender Ansatz zur Analyse der zeitlichen Variabilität der interferometrischen Daten ist der direkte Vergleich von Visibilitäten, die mit gleichen Basislinien zu verschiedenen Zeitpunkten gemessen wurden. Dabei lassen sich Abweichungen der gemessenen Visibilitäten direkt auf eine zeitliche Variation der beobachteten Intensitätsverteilung zurückführen. Solche Multi-Epochen-Beobachtungen mit gleichen Basislinien wurden mit PIONIER beziehungsweise AMBER für neun der betrachteten Vorhauptreihensterne durchgeführt. Für HD 37806 und TW Hya liegt jeweils nur ein Paar mit gleicher Basislinie gemessener Visibilitäten vor. Diese zeigen keine signifikanten Abweichungen und damit auch keinen Hinweis

auf zeitliche Variabilität der Intensitätsverteilungen auf den beobachteten räumlichen Skalen. Für CPD-36 6759 weichen die gemessenen Visibilitäten um bis zu  $2,8\sigma$  voneinander ab. Diese Abweichungen werden jedoch nicht als signifikant und damit auch nicht als Hinweis auf zeitliche Variabilität gewertet. In den AMBER- und PIONIER-Beobachtungen von HD 50138, DX Cha, HD 142527, V856 Sco, HD 163296 und R CrA finden sich mit signifikanten Abweichungen ( $\geq 3\sigma$ ) der über die Wellenlänge gemittelten quadrierten Visibilitäten von bis zu  $\Delta\langle V^2 \rangle = 0,5$  Anzeichen für zeitliche Variationen.

Um auch mit unterschiedlichen Basislinien aufgenommene Beobachtungen auf Anzeichen für zeitliche Variabilität untersuchen zu können, wurden weitere Auswertungsstrategien diskutiert und die Zuverlässigkeit ihrer Ergebnisse anhand von synthetischen Daten mit bekannter Zeitabhängigkeit der Helligkeitsverteilung bewertet. Einen guten Überblick über die mit einem Instrument aufgenommenen Multi-Epochen-Beobachtungen erhält man, wenn man die Visibilitäten gegen die Länge der Basislinie aufträgt und dabei die Positionswinkel der Basislinien sowie die Beobachtungszeitpunkte durch die Orientierung und Farbe der Datenpunktmarkierungen darstellt. Da komplexe Helligkeitsverteilungen signifikante Unterschiede der Visibilitäten, die mit scheinbar ähnlichen Basislinien gemessen wurden, verursachen können, kann die visuelle Beurteilung dieser Diagramme jedoch zu falsch-positiven Ergebnissen bezüglich der Variabilität führen. Auch der Vergleich von Multi-Epochen-Beobachtungen anhand von Modellen, die an die in verschiedenen Daten aufgenommen Visibilitäten und Closure-Phasen angepasst werden, ist für die Untersuchung der zeitlichen Variabilität nicht geeignet. Der Ansatz ist nur in wenigen Fällen überhaupt anwendbar und liefert falsch-positive Ergebnisse.

Der dritte Ansatz zur Untersuchung von Beobachtungen, die mit unterschiedlichen Basislinien aufgenommen wurden, macht sich Abschätzungen des typischen Einflusses moderater Abweichungen der verwendeten Basislinien zunutze. Auf diese Weise kann der direkte Vergleich von Visibilitäten, die zu unterschiedlichen Zeitpunkten gemessen wurden, auf solche ausgeweitet werden, bei denen die Basislinien um bis zu zehn Prozent abweichen. Zusätzlich zu den neun Vorhauptreihensternen, für die bereits der direkte Vergleich von mit gleichen Basislinien gemessenen Visibilitäten möglich war, können so PIONIER- und AMBER-Beobachtungen weiterer zwölf Vorhauptreihensterne untersucht werden. Von diesen zeigt einer (AK Sco) Anzeichen für zeitliche Variationen.

Da die uv-Abdeckung der vorliegenden Beobachtungen mit MIDI spärlich ist, erfüllt keine der Multi-Epochen-Beobachtungen die Voraussetzungen für die Analyse mit einer der beiden vorgestellten Methoden. Um künftige Beobachtungen mit MATISSE mit den vorliegenden MIDI-Daten in Hinblick auf zeitliche Variationen vergleichen zu können, sollten sie daher so geplant werden, dass die uv-Abdeckung der Beobachtungen mit MATISSE die gleichen Basislinien enthält, wie die existierenden MIDI-Beobachtungen.

Der Vergleich der Ergebnisse mit früheren Variabilitätsstudien hat gezeigt, dass für sechs der sieben als variabel identifizierten Objekte (HD 50138, DX Cha, V856 Sco, AK Sco, HD 163296 und R CrA) bereits zeitliche Variabilität gefunden wurde. Zudem

sind für vier der Objekte (DX Cha, HD 142527, AK Sco und R CrA) Variationen der Helligkeitsverteilung auch aufgrund der Bewegung eines bekannten Begleiters zu erwarten.

Um die möglichen Ursachen eingrenzen zu können, wurden die gefundenen Variationen schließlich klassifiziert. Neben den Doppelsternen, für die aufgrund der Bewegung der Begleiter asymmetrische Variationen der Intensitätsverteilung erwartet werden, zeigen zwei weitere Vorhauptreihensterne (HD 50138 und V856 Sco) Anzeichen für asymmetrische Variationen, die durch die Bewegung von Strukturen in den Intensitätsverteilungen verursacht werden.

Die Untersuchung der zeitlichen Variabilität und die Klassifikation gefundener Variationen basiert ausschließlich auf den gemessenen Visibilitäten. Closure-Phasen wurden nicht berücksichtigt. Für die Untersuchung asymmetrischer Variationen sind letztere jedoch von besonderem Interesse, da sie für die Symmetrie der Intensitätsverteilung sensitiv sind. Sie enthalten Informationen über die Existenz asymmetrischer Strukturen in der beobachteten Intensitätsverteilung, deren Bewegung asymmetrische Variationen verursacht. Erwartungsgemäß wurden für alle Objekte, für die asymmetrische Variationen gefunden wurden, signifikant von null abweichende Closure-Phasen gemessen. Eine umfassende Analyse der interferometrischen Beobachtungen inklusive der gemessenen Closure-Phasen, beispielsweise durch die Anpassung physikalischer Modelle, kann daher hilfreich sein, den Ursprung der asymmetrischen Variationen einzugrenzen. Darüber hinaus können Beobachtungen, deren uv-Abdeckung die Rekonstruktion der beobachteten Helligkeitsverteilung erlaubt, helfen, den Ursprung der asymmetrischen Variationen zu ermitteln. Für HD 50138 haben solche Beobachtungen mit PIONIER im *H*-Band bereits die Bewegung einer asymmetrischen Struktur gezeigt (Kluska et al. 2016). Entsprechende Beobachtungen im *K*-Band werden benötigt, um zu überprüfen, wie die in den AMBER-Daten gefundenen Hinweise auf asymmetrische Variationen mit den Variationen der Intensitätsverteilung im *H*-Band zusammenhängen. Außerdem können Beobachtungen mit guter Zeitabdeckung bei nur wenigen gleichen Basislinien hilfreich sein, um die Zeitskalen und die Periodizität der Variationen zu bestimmen und damit die Ursachen einzugrenzen.



Wie entstehen Planeten? Diese Frage ist auch heute noch nicht im Detail beantwortet. Die nötigen Anfangs- und Randbedingungen zur Verbesserung bestehender Modelle zur Planetenentstehung müssen durch Beobachtungen der potentiellen Planetenentstehungsregion protoplanetarer Scheiben bestimmt werden. Interferometrische Beobachtungen mit dem VLTI und ALMA sind hierfür besonders gut geeignet. Mit Winkelauflösungen von wenigen Millibogensekunden ermöglichen sie räumlich aufgelöste Beobachtungen der innersten Astronomischen Einheiten protoplanetarer Scheiben.

Im Rahmen dieser Arbeit wurden zwei Studien zu interferometrischen Beobachtungen protoplanetarer Scheiben durchgeführt. Die erste Studie liefert Vorhersagen für Anforderungen an Beobachtungen mit dem VLTI Instrument MATISSE, dass seit April 2019 für wissenschaftliche Beobachtungen genutzt werden kann. Konkret wurde das Potential untersucht, das sich aus der Kombination von komplementären Beobachtungen mit MATISSE im mittleren Infrarot und ALMA im (sub-)mm Wellenlängenbereich zur Einschränkung der Staubbichteverteilung in den innersten fünf Astronomischen Einheiten protoplanetarer Scheiben ergibt. Mithilfe von Strahlungstransportsimulationen wurde der Einfluss der radialen und vertikalen Scheibenstruktur auf die mit MATISSE und ALMA beobachtbaren interferometrischen Größen untersucht. Anschließend wurde für beide Instrumente unabhängig ermittelt, welche Messgenauigkeiten für die Einschränkung der Scheibenstruktur erforderlich sind. Es zeigt sich, dass MATISSE vorrangig für die vertikale Scheibenstruktur sensitiv ist, wobei die Einschränkung der Skalenhöhe und der Aufweitung der Scheibe hohe Anforderungen an die Beobachtungen stellt. Mit ALMA hingegen lässt sich die radiale Staubbichteverteilung einschränken. Dabei erfordert die Einschränkung des Exponenten ( $\beta - \alpha$ ), der den radialen Abfall der Flächendichte charakterisiert, mit einer Genauigkeit von  $\Delta(\beta - \alpha) = 0,3$  Beobachtungszeiten von unter einer Stunde. Durch die Kombination komplementärer Beobachtungen mit MATISSE und ALMA lässt sich sowohl die radiale als auch die vertikale Struktur der Scheibe signifikant besser einschränken, da Mehrdeutigkeiten, die bei der Beobachtung mit jeweils nur einem der Instrumente auftreten, aufgelöst werden.

Diese Studie zeigt das Potential komplementärer MATISSE- und ALMA-Beobachtungen und liefert Vorhersagen zu den Anforderungen, die bei Beobachtungen erfüllt werden müssen, um die Einschränkung der Struktur der innersten Region protoplanetarer Scheiben zu erlauben. Erste ALMA-Beobachtungen, welche die An-

forderungen an das Auflösungsvermögen und die Messgenauigkeiten erfüllen, wurden bereits durchgeführt und stehen im ALMA-Archiv<sup>1</sup> für die Analyse zur Verfügung. Zusammen mit künftigen MATISSE-Beobachtungen, die entsprechend der Vorhersagen dieser Arbeit geplant werden können, wird es möglich sein, die physikalischen Bedingungen in der potentiellen Planetenentstehungsregion protoplanetarer Scheiben einzuschränken.

Im Rahmen der zweiten Studie wurde die zeitliche Variabilität der Helligkeitsverteilungen protoplanetarer Scheiben anhand interferometrischer Beobachtungen untersucht. Durch wiederholte Beobachtungen von Vorhauptreihensternen mit dem VLTI seit beinahe zwei Jahrzehnten steht für dieses Vorhaben heute ein einzigartiger Datensatz aus Multi-Epochen-Beobachtungen zur Verfügung. Das Ziel der zweiten Studie war es, in den für 68 Vorhauptreihensterne vorliegenden Daten nach Hinweisen auf zeitliche Variationen zu suchen. Zunächst wurden verschiedene Methoden zur Analyse der Daten diskutiert und die Zuverlässigkeit der Ergebnisse anhand synthetischer Daten evaluiert. Zwei Methoden sind für die Analyse der interferometrischen Beobachtungen mit PIONIER beziehungsweise AMBER von 21 Vorhauptreihensternen geeignet. Anhand dieser wurden Anzeichen für zeitliche Variationen bei sieben Vorhauptreihensternen festgestellt. Die Klassifikation der gefundenen Variationen anhand des Erscheinungsbildes hat gezeigt, dass es außer für die zwei Doppelsterne DX Cha und AK Sco auch für HD 50138 und V856 Sco Hinweise auf asymmetrische Variationen gibt, welche durch die Bewegung von Strukturen in der Helligkeitsverteilung der Scheiben verursacht werden. Für DX Cha, V856 Sco und AK Sco konnten zudem symmetrische Variationen identifiziert werden, welche eventuell durch eine Variation des beobachteten stellaren Flusses verursacht werden.

Die Erkenntnisse der zweiten Studie motivieren weitere Beobachtungen und Studien zur Variabilität von Vorhauptreihensternen. Einerseits sind weiterführende Beobachtungen der sieben Vorhauptreihensterne, für die bereits Variationen identifiziert wurden, nötig, um die Ursachen weiter einzuschränken. Hierbei sind Beobachtungen mit hinreichender uv-Abdeckung für die Rekonstruktion der beobachteten Intensitätsverteilung, besonders geeignet, um komplexe Strukturen, deren Dynamik Variationen verursacht, zu identifizieren. Andererseits sollten weitere Beobachtungen der Vorhauptreihensterne, die mit den vorgestellten Methoden bisher nicht untersucht werden konnten, durchgeführt werden. Die Anforderungen der Analysemethoden liefern hierbei die Basis für die Planung der künftigen Beobachtungen. Da bisher ausschließlich PIONIER- und AMBER-Beobachtungen im *H*- und *K*-Band, die vorwiegend für den mehr als 1000 K heißen Staub am Scheibeninnenrand sensitiv sind, untersucht werden konnten, sind insbesondere komplementäre Beobachtungen mit MATISSE im *N*-Band, die für den etwa 300 K warmen Staub bei größeren Scheibenradien sensitiv sind und mit früheren MIDI-Beobachtungen verglichen werden können, interessant.

---

<sup>1</sup> <https://almascience.eso.org/asax/>





## A.1 Numerische Simulationsparameter

**Tabelle A.1:** Wahl der numerischen Parameter für die in Kapitel 3 durchgeführten Strahlungstransportsimulationen.

Gitter:	
Verteilung der $r$ -Zellen	$r_{\text{Grenze}}(i) = r_{\text{in}} + \frac{(r_{\text{au}} - r_{\text{in}})(sf_r^i - 1)}{sf_r^{N_r} - 1}$
Innerste Zellgrenze $r_{\text{in}}$	1 au
Äußerste Zellgrenze $r_{\text{au}}$	300 au
Anzahl der $r$ -Zellen $N_r$	235
Schrittweitenfaktor $sf_r$	1,035
Verteilung der $\theta$ -Zellen	71 Zellen linear verteilt zwischen $-0,3$ und $0,3$ , 90 Zellen logarithmisch verteilt zwischen $-\frac{\pi}{2} \dots -0,3$ und $0,3 \dots \frac{\pi}{2}$
Verteilung der $\phi$ -Zellen	1 Zelle ( $0 \dots 2\pi$ )
Temperaturberechnung:	
Anzahl Photonenpakete	$10^8$
Max. Zahl Interaktionen	$2,5 \cdot 10^7$
Streukarte:	
Anzahl Photonenpakete	$10^7$
Energiegrenzwert	$10^{-5} E_{\text{Photon},0}$

**Tabelle A.2:** Wahl der numerischen Parameter für die in Kapitel 4 durchgeführten Strahlungstransportsimulationen.

<b>Gitter:</b>	
Verteilung der $r$ -Zellen	$r_{\text{Grenze}}(i) = r_{\text{in}} + \frac{(r_{\text{au}} - r_{\text{in}})(sf_r^i - 1)}{sf_r^{N_r} - 1}$
Innerste Zellgrenze $r_{\text{in}}$	0,3 au
Äußerste Zellgrenze $r_{\text{au}}$	300 au
Anzahl der $r$ -Zellen $N_r$	180
Schrittweitenfaktor $sf_r$	1,035
Verteilung der $\theta$ -Zellen	301 Zellen linear verteilt zwischen $-\frac{\pi}{2}$ und $\frac{\pi}{2}$
Verteilung der $\phi$ -Zellen	1 Zelle (0... $2\pi$ )
<b>Temperaturberechnung:</b>	
Anzahl Photonenpakete	$10^7$
Max. Zahl Interaktionen	$10^9$
<b>Streukarte:</b>	
Anzahl Photonenpakete	$10^7$
Energiegrenzwert	$10^{-5} E_{\text{Photon},0}$

## A.2 Übersicht der VLTI Beobachtungen

**Tabelle A.3:** Übersicht aller in Kapitel 4 verwendeten PIONIER-Beobachtungen

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
UX Ori	2012-12-21T06:38	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2012-12-22T05:37	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2013-01-29T01:27	190.C-0963(A)	G1-J3-K0
	2013-02-19T03:01	190.C-0963(B)	H0-I1
	2013-02-20T01:13	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
	2017-12-25T06:22	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
	2017-12-25T07:18	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
CO Ori	2012-12-22T01:59	190.C-0963(C)	A1-C1-D0
	2013-01-28T03:06	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
GW Ori	2012-03-04T00:54	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-04T01:01	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-04T01:42	088.C-0670(B)	A1-G1-I1
	2012-11-24T06:31	090.D-0291(C)	A1-G1-J3-K0
CQ Tau	2016-09-27T08:36	098.C-0600(A)	D0-G2-K0
	2017-12-24T04:19	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
	2017-12-24T04:42	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
	2017-12-25T04:03	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
	2017-12-25T04:32	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
V1247 Ori	2012-12-21T06:02	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2012-12-21T07:40	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2013-01-31T05:22	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
HD 37806	2010-12-02T06:53	60.A-9237(A)	G0-H0-I1
	2010-12-22T05:59	086.C-0985(A)	A0-G1-I1-K0
	2012-03-06T00:54	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-12-22T00:45	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2013-01-26T03:22	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-26T04:31	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-26T05:11	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-27T01:59	190.C-0963(A)	G1-K0
FU Ori	2010-12-03T05:33	60.A-9237(A)	E0-G0-H0-I1
	2010-12-03T05:57	60.A-9237(A)	E0-G0-H0-I1
	2017-12-25T05:14	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
	2017-12-25T05:36	0100.C-0278(J)	D0-G2-J3-K0
HD 50138	2010-12-01T05:17	60.A-9237(A)	E0-G0-H0-I1
	2010-12-01T05:56	60.A-9237(A)	E0-G0-H0-I1
	2010-12-01T06:31	60.A-9237(A)	E0-G0-H0-I1
	2010-12-01T07:07	60.A-9237(A)	E0-G0-H0-I1
	2010-12-21T07:48	086.C-0985(A)	A0-G1-I1-K0
	2010-12-22T06:56	086.C-0985(A)	A0-G1-I1-K0
	2010-12-22T07:07	086.C-0985(A)	A0-G1-I1-K0
	2012-04-26T23:43	089.C-0211(A)	A1-B2-C1-D0
	2012-04-27T00:20	089.C-0211(A)	A1-B2-C1-D0
	2012-12-19T04:58	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2012-12-19T06:43	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2012-12-20T02:10	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2013-01-26T06:47	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0

**Tabelle A.3:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2013-01-27T04:47	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-27T05:34	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-27T06:01	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-28T06:42	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-30T02:48	190.C-0963(C)	A1-G1-J3-K0
	2013-01-31T02:29	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-02-01T03:08	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-02-01T03:53	190.C-0963(A)	A1-G1-J3-K0
	2013-02-17T03:21	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
	2013-02-18T04:26	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
	2013-02-20T04:48	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
TW Hya	2011-02-10T05:50	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2011-02-10T06:24	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2011-02-10T06:54	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2011-02-10T07:20	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2011-02-10T07:44	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2011-02-10T08:06	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2011-02-10T09:27	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2011-05-25T23:37	087.C-0458(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-05-26T00:03	087.C-0458(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-05-26T00:09	087.C-0458(B)	A1-G1-I1-K0
DI Cha	2012-03-04T07:36	088.C-0670(B)	G1-K0
	2012-03-05T02:29	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-05T02:36	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2013-05-12T23:30	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
	2013-05-12T23:58	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
WW Cha	2011-02-10T04:46	086.C-0433(B)	A0-G1-I1-K0
	2012-03-06T03:18	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-02T00:28	089.C-0784(C)	A1-G1-I1-K0
	2015-02-05T02:17	094.C-0884(A)	D0-G1-H0-I1
	2015-02-06T05:28	094.C-0884(A)	D0-H0-I1
CV Cha	2015-01-30T02:00	094.C-0884(B)	A1-G1-I1-K0
	2015-01-30T04:13	094.C-0884(B)	A1-G1-I1-K0
	2015-02-07T01:48	094.C-0884(A)	D0-G1-H0-I1
DX Cha	2012-02-29T04:21	088.C-0613(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-02-29T06:50	088.C-0613(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-02-29T08:08	088.C-0613(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-02-29T08:35	088.C-0613(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-12-21T08:57	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2012-12-22T08:15	190.C-0963(C)	A1-B2-C1-D0
	2013-02-18T09:05	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
	2013-02-19T04:16	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
	2013-02-19T07:35	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T00:04	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T00:28	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T00:55	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T01:16	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T01:38	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T02:10	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T02:30	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T03:00	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1

**Tabelle A.3:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2013-04-11T03:24	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T03:46	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T04:10	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T04:32	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T04:55	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T05:16	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T05:37	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T05:58	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T06:23	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T06:44	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T07:26	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T07:51	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-04-11T08:11	091.C-0504(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-02-27T06:49	092.D-0590(B)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-01T02:38	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-01T03:55	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-02T06:21	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-02T06:54	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-02T07:28	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-02T08:21	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-05-28T23:32	093.C-0844(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-06-02T23:52	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-03T00:11	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-03T01:40	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-03T02:05	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
CPD-36 6759	2011-08-07T00:17	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-07T00:40	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-07T01:06	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-08T01:17	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-08T02:30	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-08T02:41	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-08T03:09	087.C-0703(B)	G1-I1-K0
	2012-03-06T07:48	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-28T07:05	088.D-0185(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-28T09:53	088.D-0185(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-29T06:31	088.C-0763(D)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-29T07:22	088.C-0763(D)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-29T08:30	088.C-0763(D)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-30T06:55	088.C-0763(D)	A1-G1-I1-K0
	2013-05-15T02:22	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
	2013-05-15T03:16	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
HD 139614	2012-03-25T08:55	088.D-0828(B)	A1-G1-I1-K0
	2013-06-06T01:27	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-07-03T23:58	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
HD 141569	2012-03-25T08:34	088.D-0828(B)	A1-G1-I1-K0
	2013-06-06T04:09	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
HD 142527	2012-03-06T08:23	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-06T09:32	088.C-0670(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-25T07:30	088.D-0828(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-25T09:14	088.D-0828(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-04-15T05:21	089.C-0537(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-04-15T05:25	089.C-0537(A)	A1-G1-I1-K0

**Tabelle A.3:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2012-04-15T05:54	089.C-0537(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-04-19T03:03	089.C-0358(A)	D0-G1-H0-I1
	2012-08-11T01:51	089.C-0142(A)	A1-B2-C1-D0
	2013-02-20T08:16	190.C-0963(B)	D0-G1-H0-I1
	2013-05-13T04:44	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
	2013-06-04T04:56	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-05T04:09	190.C-0963	A1-G1-J3-K0
	2013-06-06T02:19	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-07T01:42	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-07T03:47	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-10T01:11	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-14T00:45	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-15T03:00	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-15T06:17	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-15T23:05	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-16T04:01	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-16T23:00	190.C-0963	D0-G1-H0-I1
	2013-07-03T01:19	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2013-07-04T03:07	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2014-05-29T02:32	093.C-0844(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-06-03T01:10	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-03T02:57	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-03T03:45	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-21T23:47	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T00:11	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T01:21	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T01:41	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T02:42	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T03:03	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T04:00	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T04:21	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-23T23:57	093.C-0559(D)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-24T00:24	093.C-0559(D)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-24T01:20	093.C-0559(D)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-24T01:44	093.C-0559(D)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-24T02:46	093.C-0559(D)	A1-G1-J3-K0
RU Lup	2011-08-08T00:50	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-08T01:49	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-08T02:06	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-17T23:43	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-18T00:35	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-18T00:53	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-19T00:46	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-19T01:27	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2013-05-13T02:06	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
	2013-05-13T02:35	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
HD 143006	2012-07-19T04:28	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-19T05:08	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2013-06-06T05:31	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-17T01:52	190.C-0963	D0-G1-H0-I1
	2013-07-04T00:42	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
HD 144432	2011-05-27T04:12	087.C-0458(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-05-27T04:46	087.C-0458(B)	A1-G1-I1-K0

**Tabelle A.3:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2011-05-27T05:16	087.C-0458(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-06-03T05:45	087.C-0458(C)	D0-G1-H0-I1
	2011-06-03T07:17	087.C-0458(C)	D0-G1-H0-I1
	2011-06-08T02:51	087.C-0458(B)	A1-B2-C1-D0
	2011-06-09T04:28	087.C-0458(C)	A1-B2-C1-D0
	2011-06-09T05:08	087.C-0458(B)	A1-B2-C1-D0
	2013-06-04T05:40	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-07T02:57	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-07T05:13	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-10T07:33	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-16T06:42	190.C-0963(E)	D0-H0
	2013-06-17T02:51	190.C-0963	D0-G1-H0-I1
	2013-07-03T04:05	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
V856 Sco	2012-03-25T07:50	088.D-0828(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-25T09:31	088.D-0828(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-03-25T10:19	088.D-0828(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-06-12T01:59	189.C-0644(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-06-12T06:41	189.C-0644(A)	A1-I1-K0
	2012-06-15T07:04	089.C-0211(A)	A1-G1-I1-K0
	2013-06-04T06:04	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-05T04:45	190.C-0963	A1-G1-J3-K0
	2013-06-07T08:13	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-10T01:31	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-10T03:57	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-14T01:13	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-15T03:47	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-15T06:39	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-07-03T01:40	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2013-07-04T03:21	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2014-03-25T07:09	092.C-0243(B)	A1-G1-J3-K0
	2014-05-29T01:08	093.C-0844(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-05-29T02:07	093.C-0844(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-05-29T05:50	093.C-0844(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-06-03T00:51	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-03T02:35	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-03T03:23	093.C-0844(A)	B2-C1-D0
	2014-06-22T00:41	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T00:59	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T02:03	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T02:22	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T03:21	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
	2014-06-22T03:42	093.C-0844(C)	A1-G1-J3-K0
AS 205 N	2011-05-23T05:17	087.C-0703(A)	A1-G1-I1-K0
	2011-05-23T05:51	087.C-0703(A)	A1-G1-I1-K0
	2011-05-23T06:25	087.C-0703(A)	A1-G1-I1-K0
	2011-05-23T06:37	087.C-0703(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-06-11T05:23	189.C-0644(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-20T00:14	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-20T00:53	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
SR 24A	2014-03-01T07:42	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-25T09:45	092.C-0243(B)	A1-G1-J3-K0
SR 21A	2011-06-10T06:40	087.C-0709(A)	A1-B2-C1-D0
	2011-06-10T06:57	087.C-0709(A)	A1-B2-C1-D0



**Tabelle A.3:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2011-06-10T07:53	087.C-0709(A)	A1-B2-C1-D0
	2011-06-10T08:12	087.C-0709(A)	A1-B2-C1-D0
	2012-04-17T04:34	089.C-0537(A)	D0-G1-H0-I1
	2012-04-17T09:32	089.C-0537(A)	D0-G1-H0-I1
	2012-04-19T04:13	089.C-0358(A)	D0-G1-H0-I1
SR 9	2012-04-17T06:52	089.C-0537(A)	D0-G1-H0-I1
	2012-04-17T10:09	089.C-0537(A)	D0-G1-H0-I1
	2012-07-20T02:02	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-20T02:48	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2014-02-27T08:24	092.D-0590(B)	D0-G1-H0-I1
Haro 1-16	2012-04-19T04:48	089.C-0358(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-01T08:23	092.C-0243(A)	D0-G1-H0-I1
	2014-03-25T08:24	092.C-0243(B)	A1-G1-J3-K0
HD 150193	2011-06-03T04:06	087.C-0458(C)	D0-G1-H0-I1
	2011-06-09T05:41	087.C-0458(C)	A1-B2-C1-D0
	2011-06-09T06:09	087.C-0458(C)	A1-B2-C1-D0
	2013-06-06T07:09	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-10T05:19	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-17T05:14	190.C-0963	D0-G1-H0-I1
	2013-07-04T05:36	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2018-04-19T06:20	0101.C-0896(C)	A0-G1-J2-J3
	2018-04-19T06:52	0101.C-0896(C)	A0-G1-J2-J3
AK Sco	2011-08-07T02:20	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-07T04:13	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-07T04:24	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-06-11T05:02	189.C-0644(A)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-03T03:22	089.C-0784(C)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-03T03:59	089.C-0784(C)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-03T05:32	089.C-0784(C)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-03T06:15	089.C-0784(C)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-03T07:46	089.C-0784(C)	A1-G1-I1-K0
	2013-06-06T08:00	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-10T06:22	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-17T03:50	190.C-0963	D0-G1-H0-I1
HD 163296	2012-08-20T04:44	089.C-0769(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-08-21T00:36	089.C-0769(B)	A1-I1-K0
	2012-08-21T02:31	089.C-0769(B)	A1-I1-K0
	2012-08-21T04:05	089.C-0769(B)	A1-I1-K0
	2013-06-15T01:22	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-15T05:13	190.C-0963(E)	D0-G1-H0-I1
	2013-07-03T05:27	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2014-06-24T07:48	093.C-0559(D)	A1-G1-J3-K0
	2017-04-10T05:59	099.C-0546(A)	A0-B2-C1-D0
	2017-04-11T07:48	099.C-0546(A)	A0-B2-C1-D0
	2017-04-11T08:24	099.C-0546(A)	A0-B2-C1-D0
	2017-04-11T08:47	099.C-0546(A)	A0-B2-C1-D0
	2017-04-12T09:35	099.C-0546(A)	A0-B2-C1-D0
	2017-04-22T07:58	099.C-0546(B)	D0-G2-J3-K0
	2017-04-22T08:29	099.C-0546(B)	D0-G2-J3-K0
	2017-04-22T09:04	099.C-0546(B)	D0-G2-J3-K0
	2017-04-22T09:35	099.C-0546(B)	D0-G2-J3-K0
	2017-05-19T09:10	099.C-0546(B)	G2-J3-K0

**Tabelle A.3:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2017-06-19T05:44	099.C-0546(A)	A0-B2-C1-D0
	2017-06-19T06:55	099.C-0546(A)	A0-B2-C1-D0
	2017-08-29T00:31	099.C-0546(C)	A0-G1-J2-J3
	2017-08-29T01:45	099.C-0546(C)	A0-G1-J2-J3
	2017-08-29T03:09	099.C-0546(C)	A0-G1-J2-J3
	2017-08-29T23:55	099.C-0546(C)	A0-G1-J2-J3
	2017-08-30T02:06	099.C-0546(C)	A0-G1-J2-J3
	2018-06-06T07:11	0101.C-0896(D)	A0-G1-J2-J3
	2018-06-06T07:38	0101.C-0896(D)	A0-G1-J2-J3
	2018-06-06T08:05	0101.C-0896(D)	A0-G1-J2-J3
	2018-06-07T05:04	0101.C-0896(D)	A0-G1-J2-J3
	2018-06-07T05:48	0101.C-0896(D)	A0-G1-J2-J3
	2018-06-19T07:25	0101.C-0896(D)	D0-G2-J3-K0
	2018-06-19T08:25	0101.C-0896(D)	D0-G2-J3-K0
HD 169142	2011-06-05T08:04	087.C-0709(A)	D0-G1-H0-I1
	2011-06-05T08:36	087.C-0709(A)	D0-G1-H0-I1
	2011-06-05T08:44	087.C-0709(A)	D0-G1-H0-I1
	2013-06-04T07:52	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-09T05:38	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-17T05:49	190.C-0963	D0-G1-H0-I1
	2013-07-03T07:18	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
VV Ser	2013-06-04T09:25	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-07T07:09	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-06-20T03:23	091.C-0093(A)	U1-U2-U3-U4
	2013-07-03T06:25	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
S CrA N	2011-08-07T06:14	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2011-08-07T06:23	087.C-0703(B)	A1-G1-I1-K0
	2012-07-18T07:45	089.C-0769(A)	A1-G1-I1-K0
	2013-05-15T07:24	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
	2013-05-15T08:14	091.C-0570(A)	A1-B2-C1-D0
HD 179218	2013-06-06T09:19	190.C-0963(D)	A1-G1-J3-K0
	2013-07-04T01:34	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2013-07-04T04:05	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2013-07-04T04:43	190.C-0963(F)	A1-B2-C1-D0
	2017-04-24T08:51	099.C-0547(B)	D0-G2-J3-K0
	2017-04-24T09:19	099.C-0547(B)	D0-G2-J3-K0
	2017-07-27T05:24	099.C-0547(C)	A0-G1-J2-J3
	2017-07-27T05:51	099.C-0547(C)	A0-G1-J2-J3
	2017-09-20T00:26	099.C-0547(C)	A0-G1-J2-J3
	2017-09-20T00:59	099.C-0547(C)	A0-G1-J2-J3

**Tabelle A.4:** Übersicht aller in Kapitel 4 verwendeten AMBER-Beobachtungen

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
RY Tau	2008-12-14T04:08	082.C-0893(A)	U1-U2-U4
	2015-12-23T02:59	096.C-0293(A)	U1-U3-U4
	2015-12-23T03:17	096.C-0293(A)	U1-U3-U4
AB Aur	2010-12-18T04:10	086.C-0684(A)	U2-U3-U4
	2010-12-18T04:27	086.C-0684(A)	U2-U3-U4
	2012-12-02T07:06	090.C-0415(A)	A1-J3-K0
	2012-12-07T05:41	090.C-0070(B)	D0-H0-I1
	2015-01-01T03:26	094.C-0721(A)	U1-U3-U4
HD 45677	2008-11-08T07:16	082.C-0918(B)	A0-D0-H0
	2008-11-08T07:39	082.C-0918(B)	A0-D0-H0
	2008-11-10T08:11	082.C-0918(A)	E0-G0-H0
	2008-11-10T08:49	082.C-0918(A)	E0-G0-H0
HD 259431	2008-12-14T07:38	082.C-0893(A)	U1-U2-U4
	2008-12-15T07:40	082.C-0893(A)	U1-U3-U4
	2009-12-04T08:03	082.C-0627(A)	U2-U3-U4
	2009-12-05T08:05	384.D-0482(A)	U1-U2-U4
	2011-02-22T03:43	086.C-0156(A)	U1-U2-U3
	2011-02-22T03:53	086.C-0156(A)	U1-U2-U3
	2011-03-19T01:09	086.C-0156(A)	U1-U2-U3
	2011-03-19T01:21	086.C-0156(A)	U1-U2-U3
	2011-03-20T00:39	086.C-0156(A)	U1-U2-U3
	2011-03-20T00:51	086.C-0156(A)	U1-U2-U3
	2015-01-01T04:03	094.C-0721(A)	U1-U3-U4
HD 50138	2008-01-09T03:12	080.C-0099(A)	E0-G0-H0
	2008-01-09T05:30	080.C-0099(A)	E0-G0-H0
	2008-01-09T06:05	080.C-0099(A)	E0-G0-H0
	2008-01-09T06:46	080.C-0099(A)	E0-G0-H0
	2008-12-09T05:30	082.C-0376(A)	A0-G1-K0
	2008-12-09T06:12	082.C-0376(A)	A0-G1-K0
	2009-02-20T02:49	082.C-0376(D)	D0-G1-H0
	2009-03-01T01:21	082.C-0621(A)	E0-G0-H0
	2009-03-01T03:00	082.C-0621(A)	E0-G0-H0
	2009-03-01T03:28	082.C-0621(A)	E0-G0-H0
	2009-04-26T00:16	083.C-0144(D)	E0-G0-H0
	2009-11-12T07:34	084.C-0170(C)	D0-G1-H0
	2009-11-16T06:21	084.C-0187(B)	E0-G0-H0
	2009-11-16T06:51	084.C-0187(B)	E0-G0-H0
	2009-11-16T07:58	084.C-0187(B)	E0-G0-H0
	2009-11-16T08:55	084.C-0187(B)	E0-G0-H0
	2010-02-01T01:46	084.C-0668(A)	U2-U3-U4
	2010-03-04T01:38	084.C-0668(A)	U2-U3-U4
	2012-12-09T06:24	090.C-0882(B)	D0-H0-I1
	2012-12-26T05:10	090.C-0378(A)	U2-U3-U4
	2012-12-26T05:35	090.C-0378(A)	U2-U3-U4
	2012-12-26T07:01	090.C-0378(A)	U2-U3-U4
	2012-12-26T07:26	090.C-0378(A)	U2-U3-U4
	2012-12-26T08:33	090.C-0378(A)	U2-U3-U4
	2013-11-12T06:49	092.C-0376(B)	D0-H0-I1
	2013-11-13T06:48	092.C-0376(B)	D0-G1-I1
	2013-11-13T09:10	092.C-0376(B)	D0-H0-I1
	2015-12-23T06:04	096.C-0293(A)	U1-U3-U4

**Tabelle A.4:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
HD 85567	2008-02-23T05:35	080.C-0541(C)	A0-D0-H0
	2008-02-23T07:09	080.C-0541(C)	A0-D0-H0
	2008-12-14T08:52	082.C-0893(A)	U1-U2-U4
	2008-12-15T09:02	082.C-0893(A)	U1-U3-U4
	2010-01-01T08:06	084.C-0848(B)	U2-U3-U4
	2012-05-04T00:11	089.C-0220(A)	U2-U3-U4
	2012-05-04T01:13	089.C-0220(A)	U2-U3-U4
	2012-05-06T00:07	089.C-0220(A)	U2-U3-U4
	2013-03-04T03:09	089.C-0220(B)	U1-U2-U3
	2013-03-19T06:01	090.C-0114(D)	A1-G1-K0
HD 100453	2008-05-17T00:30	381.C-0625(A)	U1-U3-U4
	2008-05-18T00:17	381.C-0625(A)	U1-U3-U4
	2011-04-02T00:41	087.C-0604(A)	D0-H0-I1
	2011-04-02T01:26	087.C-0604(A)	D0-H0-I1
	2011-05-30T01:52	087.C-0604(B)	G1-H0-I1
	2011-05-30T02:27	087.C-0604(B)	G1-H0-I1
	2011-05-31T00:40	087.C-0934(A)	D0-H0-I1
	2011-05-31T01:09	087.C-0934(A)	D0-H0-I1
	2013-04-10T01:47	091.C-0431(A)	D0-G1-H0
	2013-04-10T02:18	091.C-0431(A)	D0-G1-H0
DX Cha	2008-05-03T00:26	081.C-0884(A)	A0-G1-K0
	2008-05-27T01:23	081.C-0794(C)	D0-G1-H0
	2008-06-04T00:59	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-04T01:23	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-04T02:29	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-04T02:52	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-04T03:49	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2009-04-05T03:43	083.C-0146(A)	D0-G1-H0
	2009-04-05T04:25	083.C-0146(A)	D0-G1-H0
	2009-05-17T23:17	083.C-0236(B)	D0-G1-H0
	2009-05-17T23:51	083.C-0236(B)	D0-G1-H0
	2009-05-18T00:25	083.C-0236(B)	D0-G1-H0
	2009-05-18T01:23	083.C-0236(B)	D0-G1-H0
	2009-05-18T02:27	083.C-0236(B)	D0-G1-H0
	2009-05-18T03:12	083.C-0236(B)	D0-G1-H0
	2009-05-18T04:19	083.C-0236(B)	D0-G1-H0
	2009-05-18T23:46	083.C-0236(D)	D0-G1-H0
	2009-05-19T01:55	083.C-0236(D)	D0-G1-H0
	2009-05-22T00:33	083.C-0236(C)	D0-G1-H0
	2009-05-22T00:49	083.C-0236(C)	D0-G1-H0
	2009-05-22T05:33	083.C-0236(C)	D0-G1-H0
	2009-05-23T02:13	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-23T03:37	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-23T23:57	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-24T01:21	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-24T02:35	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-24T03:31	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-24T04:11	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-24T04:30	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2010-02-11T06:04	084.C-0983(B)	A0-G1-K0
	2010-03-04T05:57	084.C-0905(A)	U2-U3-U4
	2010-03-04T06:44	084.C-0905(A)	U2-U3-U4
	2010-03-04T07:38	084.C-0905(A)	U2-U3-U4

**Tabelle A.4:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2011-04-30T00:02	087.C-0013(A)	G1-H0-I1
	2011-04-30T02:56	087.C-0013(A)	G1-H0-I1
	2011-04-30T04:42	087.C-0013(A)	G1-H0-I1
	2011-05-01T00:20	087.C-0013(A)	D0-G1-H0
	2011-05-01T01:11	087.C-0013(A)	D0-G1-H0
	2011-05-01T02:02	087.C-0013(A)	D0-G1-H0
	2012-04-03T06:13	089.C-0959(C)	U1-U2-U3
	2012-04-04T06:14	089.C-0563(B)	U1-U2-U3
	2012-04-04T06:29	089.C-0563(B)	U1-U2-U3
	2012-06-01T00:39	089.C-0959(E)	U2-U3-U4
CPD-36 6759	2011-06-11T23:22	087.C-0910(B)	A1-C1-D0
	2011-06-11T23:59	087.C-0910(B)	A1-C1-D0
	2011-06-16T01:19	087.C-0498(A)	U2-U3-U4
	2011-06-16T03:01	087.C-0498(A)	U2-U3-U4
	2011-06-16T04:40	087.C-0498(A)	U2-U3-U4
	2011-06-16T05:58	087.C-0498(A)	U2-U3-U4
	2011-06-16T06:06	087.C-0498(A)	U2-U3-U4
	2012-02-23T06:23	088.C-0575(A)	D0-G1-H0
	2012-03-01T08:21	088.C-0575(B)	A1-G1-K0
	2012-03-01T08:43	088.C-0575(B)	A1-G1-K0
	2012-03-02T09:19	088.C-0575(B)	A1-I1-K0
	2012-03-02T09:52	088.C-0575(B)	A1-I1-K0
	2012-06-07T00:44	089.C-0130(B)	U2-U3-U4
	2012-06-07T04:23	089.C-0130(B)	U2-U3-U4
	2012-06-07T04:55	089.C-0130(B)	U2-U3-U4
	2012-06-07T07:05	089.C-0130(B)	U2-U3-U4
	2013-03-18T07:37	090.C-0114(D)	A1-G1-J3
	2013-03-18T07:59	090.C-0114(D)	A1-G1-J3
	2013-03-18T08:25	090.C-0114(D)	A1-G1-J3
	2013-03-18T08:56	090.C-0114(D)	A1-G1-J3
	2013-03-18T09:19	090.C-0114(D)	A1-G1-J3
	2013-03-18T09:42	090.C-0114(D)	A1-G1-J3
	2013-03-18T09:54	090.C-0114(D)	A1-G1-J3
	2013-03-19T07:09	090.C-0114(D)	A1-G1-K0
	2013-03-19T07:51	090.C-0114(D)	A1-G1-K0
	2013-03-19T08:28	090.C-0114(D)	A1-G1-K0
	2013-03-19T09:53	090.C-0114(D)	A1-G1-K0
	2013-03-24T05:14	090.C-0114(E)	D0-G1-H0
	2013-03-24T06:12	090.C-0114(E)	D0-G1-H0
	2013-03-24T06:54	090.C-0114(E)	D0-G1-H0
	2013-03-24T07:37	090.C-0114(E)	D0-G1-H0
	2013-03-24T08:29	090.C-0114(E)	D0-G1-H0
	2013-03-24T09:07	090.C-0114(E)	D0-G1-H0
HD 142666	2009-05-23T05:55	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2011-05-01T04:12	087.C-0013(A)	D0-G1-H0
	2011-05-01T07:02	087.C-0013(A)	D0-G1-H0
HD 142527	2009-05-15T04:06	083.C-0907(D)	A0-G1-K0
	2009-05-15T04:43	083.C-0907(D)	A0-G1-K0
	2009-05-15T05:17	083.C-0907(D)	A0-G1-K0
	2009-05-15T05:52	083.C-0907(D)	A0-G1-K0
	2009-05-15T06:25	083.C-0907(D)	A0-G1-K0
	2009-05-15T06:58	083.C-0907(D)	A0-G1-K0
	2009-05-15T07:34	083.C-0907(D)	A0-G1-K0

**Tabelle A.4:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2009-05-15T08:12	083.C-0907(D)	A0-G1-K0
	2009-05-16T05:09	083.C-0334(A)	D0-G1-H0
	2009-05-17T03:33	083.C-0907(C)	D0-G1-H0
	2009-05-17T04:52	083.C-0907(C)	D0-G1-H0
	2009-05-17T05:29	083.C-0907(C)	D0-G1-H0
	2009-05-17T06:04	083.C-0907(C)	D0-G1-H0
	2009-05-17T07:31	083.C-0907(C)	D0-G1-H0
	2009-05-17T08:24	083.C-0907(C)	D0-G1-H0
	2012-04-19T08:28	089.C-0216(C)	D0-H0-I1
	2013-04-10T06:00	091.C-0431(A)	D0-H0-I1
	2013-04-10T06:33	091.C-0431(A)	D0-H0-I1
V856 Sco	2007-05-14T03:43	079.C-0212(A)	A0-D0-H0
	2007-05-14T03:48	079.C-0212(A)	A0-D0-H0
	2008-02-25T09:43	080.C-0541(C)	A0-G1-K0
	2008-02-25T09:55	080.C-0541(C)	A0-G1-K0
	2008-03-04T06:29	080.D-0225(B)	D0-G1-H0
	2008-03-04T07:33	080.D-0225(B)	D0-G1-H0
	2008-05-31T04:57	081.C-0321(A)	D0-G1-H0
	2008-05-31T05:19	081.C-0321(A)	D0-G1-H0
	2008-06-03T01:06	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T02:27	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T02:55	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T04:52	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T05:18	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T07:02	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T07:37	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T08:07	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2009-02-20T08:46	082.C-0376(D)	D0-G1-H0
	2009-03-13T07:03	082.C-0627(A)	U2-U3-U4
	2009-04-05T09:20	083.C-0334(A)	D0-G1-H0
	2009-04-09T06:57	083.C-0298(A)	A0-G1-K0
	2009-04-09T08:09	083.C-0298(A)	A0-G1-K0
	2009-04-22T08:16	083.C-0144(F)	E0-G0-H0
	2009-04-22T09:47	083.C-0144(F)	E0-G0-H0
	2009-04-30T05:19	083.C-0144(B)	D0-G1-H0
	2009-04-30T06:01	083.C-0144(B)	D0-G1-H0
	2009-04-30T06:43	083.C-0144(B)	D0-G1-H0
	2009-05-01T04:38	083.C-0144(A)	D0-G1-H0
	2009-05-01T04:53	083.C-0144(A)	D0-G1-H0
	2009-05-16T05:52	083.C-0334(A)	D0-G1-H0
	2009-06-27T03:54	083.C-0298(D)	D0-G1-H0
	2010-03-18T07:34	084.C-0170(D)	D0-G1-H0
	2010-03-18T08:10	084.C-0170(D)	D0-G1-H0
	2010-03-18T08:43	084.C-0170(D)	D0-G1-H0
	2010-03-18T09:18	084.C-0170(D)	D0-G1-H0
	2010-03-22T08:46	084.C-0857(C)	E0-G0-H0
	2010-03-22T09:31	084.C-0857(C)	E0-G0-H0
	2010-03-23T07:43	084.C-0187(C)	E0-G0-H0
	2010-03-23T08:37	084.C-0187(C)	E0-G0-H0
	2010-04-14T05:52	085.C-0769(A)	G1-H0-I1
	2010-04-15T06:05	085.C-0602(A)	D0-G1-I1
	2010-04-22T05:52	085.C-0911(A)	A0-G1-I1
	2010-04-22T10:19	085.C-0911(A)	A0-G1-I1
	2010-04-23T05:30	085.C-0911(A)	G1-I1-K0



**Tabelle A.4:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2010-04-23T06:56	085.C-0911(A)	A0-G1-K0
	2010-04-23T09:15	085.C-0911(A)	A0-G1-K0
	2010-05-07T07:54	085.C-0822(C)	A0-I1-K0
	2010-06-08T05:44	085.C-0590(C)	E0-H0-I1
	2010-06-09T06:23	085.C-0389(B)	E0-H0-I1
	2010-06-09T07:37	085.C-0389(B)	E0-H0-I1
	2010-06-12T02:57	085.C-0769(B)	D0-H0-I1
	2010-06-12T03:22	085.C-0769(B)	D0-H0-I1
	2010-06-12T04:08	085.C-0769(B)	D0-H0-I1
	2010-06-13T05:45	085.C-0822(B)	D0-H0-I1
	2010-06-16T00:52	085.C-0502(A)	G1-I1-K0
	2010-06-16T01:42	085.C-0502(A)	G1-I1-K0
	2011-03-25T08:28	085.C-0583(A)	A0-I1-K0
	2011-03-25T09:16	085.C-0583(A)	A0-I1-K0
	2011-03-27T08:40	085.C-0822(C)	A0-G1-K0
	2011-03-30T06:51	085.C-0822(B)	G1-H0-I1
	2011-04-24T07:09	085.C-0822(C)	A1-I1-K0
	2011-05-03T06:33	085.C-0822(B)	G1-H0-I1
	2011-05-07T02:46	085.C-0822(A)	B2-C1-D0
	2011-05-07T03:38	085.C-0822(A)	A1-C1-D0
HD 150193	2009-03-13T09:11	082.C-0627(A)	U2-U3-U4
	2009-05-09T09:28	083.C-0590(A)	U2-U3-U4
	2010-04-22T08:20	085.C-0911(A)	A0-G1-I1
	2012-04-03T09:59	089.C-0959(C)	U1-U2-U3
	2012-04-04T07:00	089.C-0563(B)	U1-U2-U3
	2012-05-04T09:38	089.C-0563(A)	U1-U2-U3
	2012-06-01T07:32	089.C-0563(C)	U2-U3-U4
	2013-04-10T07:16	091.C-0431(A)	D0-H0-I1
HD 163296	2007-09-03T00:47	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2008-05-25T06:10	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T06:26	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T07:14	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T07:47	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T08:17	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T08:50	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T09:32	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T10:02	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-05-25T10:33	081.C-0794(D)	A0-D0-H0
	2008-06-05T04:59	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T05:35	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T06:04	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T06:52	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T07:09	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T07:29	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T07:44	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T08:29	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T09:20	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T10:05	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-05T10:41	081.C-0794(A)	E0-G0-H0
	2008-06-11T07:13	081.C-0272(C)	E0-G0-H0
	2008-06-24T05:32	081.C-0851(A)	U1-U2-U4
	2008-07-07T01:37	081.C-0124(A)	D0-G1-H0
	2008-07-07T02:31	081.C-0124(A)	D0-G1-H0



**Tabelle A.4:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2008-07-07T02:48	081.C-0124(A)	D0-G1-H0
	2008-07-07T03:35	081.C-0124(A)	D0-G1-H0
	2008-07-07T04:30	081.C-0124(A)	D0-G1-H0
	2008-07-07T05:33	081.C-0124(A)	D0-G1-H0
	2008-07-09T03:18	081.C-0124(B)	A0-G1-K0
	2008-07-09T04:11	081.C-0124(B)	A0-G1-K0
	2008-07-09T05:15	081.C-0124(B)	A0-G1-K0
	2009-04-21T08:51	083.C-0144(E)	E0-G0-H0
	2009-05-01T07:04	083.C-0144(C)	D0-G1-H0
	2009-05-01T07:20	083.C-0144(C)	D0-G1-H0
	2009-08-04T00:43	083.C-0787(A)	U2-U3-U4
	2009-08-04T00:55	083.C-0787(A)	U2-U3-U4
	2009-08-04T01:04	083.C-0787(A)	U2-U3-U4
	2010-06-12T06:03	085.C-0769(B)	D0-H0-I1
	2010-06-16T04:42	085.C-0502(A)	A0-G1-I1
	2010-08-26T03:15	083.C-0787(A)	U2-U3-U4
	2010-08-26T03:27	083.C-0787(A)	U2-U3-U4
	2010-08-26T03:39	083.C-0787(A)	U2-U3-U4
	2011-04-19T07:40	083.C-0787(B)	U1-U3-U4
	2011-04-19T07:51	083.C-0787(B)	U1-U3-U4
	2011-04-19T08:02	083.C-0787(B)	U1-U3-U4
	2011-06-11T03:54	087.C-0934(B)	A1-C1-D0
	2011-06-11T04:15	087.C-0934(B)	A1-C1-D0
	2012-05-12T09:25	089.C-0443(A)	U2-U3-U4
	2012-06-04T07:27	089.C-0443(A)	U2-U3-U4
	2014-03-19T09:25	092.C-0319(A)	U2-U3-U4
	2014-05-13T07:52	093.C-0388(A)	U1-U2-U4
	2014-05-13T08:57	093.C-0388(A)	U1-U2-U4
	2014-05-13T09:23	093.C-0388(A)	U1-U2-U4
MWC 297	2007-09-02T00:34	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2008-04-06T08:23	081.D-0230(A)	E0-G0-H0
	2008-04-06T08:25	081.D-0230(A)	E0-G0-H0
	2008-04-06T08:49	081.D-0230(A)	E0-G0-H0
	2008-04-06T08:51	081.D-0230(A)	E0-G0-H0
	2008-06-03T08:21	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T08:57	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T08:58	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
R CrA	2007-08-31T04:19	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2007-09-01T04:51	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2007-09-02T04:35	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2007-09-03T02:02	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2007-09-03T02:17	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2007-09-03T05:10	60.A-9054(A)	E0-G0-H0
	2008-06-03T05:35	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T06:10	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-03T09:52	081.C-0321(C)	E0-G0-H0
	2008-06-09T03:36	081.C-0272(B)	E0-G0-H0
	2008-06-09T04:57	081.C-0272(B)	E0-G0-H0
	2008-06-09T05:21	081.C-0272(B)	E0-G0-H0
	2008-06-09T06:31	081.C-0272(B)	E0-G0-H0
	2008-06-09T06:46	081.C-0272(B)	E0-G0-H0
	2008-06-09T07:37	081.C-0272(B)	E0-G0-H0
	2008-06-09T10:14	081.C-0272(B)	E0-G0-H0

**Tabelle A.4:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2008-06-10T04:49	081.C-0272(A)	E0-G0-H0
	2008-06-10T06:13	081.C-0272(A)	E0-G0-H0
	2008-06-10T07:49	081.C-0272(A)	E0-G0-H0
	2008-06-10T08:36	081.C-0272(A)	E0-G0-H0
	2008-06-10T10:01	081.C-0272(A)	E0-G0-H0
	2008-06-10T10:38	081.C-0272(A)	E0-G0-H0
	2008-06-11T01:56	081.C-0272(C)	E0-G0-H0
	2008-06-11T02:55	081.C-0272(C)	E0-G0-H0
	2008-06-11T10:30	081.C-0272(C)	E0-G0-H0
	2009-04-20T06:57	083.C-0334(B)	E0-G0-H0
	2009-04-20T09:49	083.C-0298(E)	E0-G0-H0
	2009-04-24T09:18	083.C-0334(B)	E0-G0-H0
	2009-04-24T09:57	083.C-0334(B)	E0-G0-H0
	2009-05-17T10:20	083.C-0907(C)	D0-G1-H0
	2009-05-22T06:34	083.C-0236(C)	D0-G1-H0
	2009-05-22T07:19	083.C-0236(C)	D0-G1-H0
	2009-05-22T10:07	083.C-0236(C)	D0-G1-H0
	2009-05-23T06:57	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-23T09:06	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-23T09:45	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-23T10:18	083.C-0236(A)	A0-D0-H0
	2009-05-31T09:37	083.C-0907(A)	E0-G0-H0
	2011-04-30T06:10	087.C-0013(A)	G1-H0-I1
	2011-04-30T07:07	087.C-0013(A)	G1-H0-I1
	2011-04-30T09:26	087.C-0013(A)	G1-H0-I1
	2012-06-29T08:31	089.D-0487(A)	A1-C1-D0
	2012-06-29T09:03	089.D-0487(A)	A1-C1-D0

**Tabelle A.5:** Übersicht aller in Kapitel 4 verwendeten MIDI-Beobachtungen

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
RY Tau	2004-11-01T04:43	074.C-0209(A)	U4-U2
	2004-11-01T04:57	074.C-0209(A)	U4-U2
	2004-11-04T07:51	074.C-0209(A)	U3-U4
	2004-12-28T01:47	274.C-5032(A)	U2-U3
	2013-12-30T03:27	092.C-0086(D)	K0-J3
	2013-12-30T03:36	092.C-0086(D)	K0-J3
	2014-02-07T01:06	092.C-0086(C)	D0-H0
T Tau S	2004-10-31T07:33	074.C-0209(A)	U3-U2
	2004-11-02T05:52	074.C-0209(A)	U4-U2
	2004-11-04T04:48	074.C-0209(A)	U3-U4
	2012-12-31T02:57	090.C-0181(B)	U2-U4
T Tau N	2004-10-31T07:14	074.C-0209(A)	U3-U2
	2004-11-02T05:25	074.C-0209(A)	U4-U2
	2004-11-04T04:21	074.C-0209(A)	U3-U4
	2008-12-17T05:11	082.C-0275(C)	U3-U4
	2012-11-02T07:22	090.C-0181(B)	U2-U4
DG Tau	2011-10-10T06:37	088.C-1007(A)	U1-U2
	2011-10-10T07:43	088.C-1007(B)	U1-U3
	2011-12-13T01:53	088.C-1007(D)	U1-U3
	2011-12-13T02:59	088.C-1007(C)	U1-U2
	2012-02-04T01:02	088.C-1007(E)	U1-U2
	2012-02-05T00:46	088.C-1007(E)	U1-U2
	2012-02-06T00:39	088.C-1007(F)	U1-U3
	2012-11-03T05:07	088.C-1007(F)	U1-U3
	2014-01-14T02:39	092.C-0086(A)	U1-U3
	2014-01-15T01:47	092.C-0086(B)	U2-U4
	2014-01-15T02:22	092.C-0086(B)	U2-U4
Haro 6-10S	2004-12-29T02:40	274.C-5032(A)	U2-U3
	2005-11-23T05:23	076.C-0200(A)	U3-U4
	2014-01-14T02:10	092.C-0086(A)	U1-U3
GG Tau	2012-12-27T02:27	090.C-0339(C)	U3-U4
	2012-12-27T02:38	090.C-0339(C)	U3-U4
	2012-12-29T03:05	090.C-0339(E)	U2-U4
	2012-12-29T03:17	090.C-0339(E)	U2-U4
	2012-12-31T01:48	090.C-0339(E)	U2-U4
	2012-12-31T04:32	090.C-0339(E)	U2-U4
	2013-03-04T00:58	090.C-0339(D)	U1-U3
	2013-10-19T07:14	092.C-0612(E)	U1-U4
	2013-12-20T02:29	092.C-0612(C)	U3-U4
	2013-12-22T02:32	092.C-0612(C)	U3-U4
	2013-12-22T04:26	092.C-0612(B)	U2-U3
	2014-01-15T04:21	092.C-0612(E)	U1-U4
	2014-11-04T06:44	092.C-0612(E)	U1-U4
	2015-03-01T01:39	092.C-0612(D)	U1-U3
	2015-03-02T01:12	092.C-0612(D)	U1-U3
DR Tau	2004-10-30T05:50	074.C-0342(A)	U4-U2
	2004-11-01T06:47	074.C-0342(A)	U4-U2
	2005-01-01T02:40	074.C-0342(A)	U3-U4
	2005-01-01T02:50	074.C-0342(A)	U3-U4
	2013-10-20T08:15	092.C-0726(A)	U2-U4
	2013-12-14T06:08	092.C-0726(B)	U3-U4

**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2013-12-20T01:29	092.C-0726(B)	U3-U4
AB Aur	2004-12-28T03:50	074.C-0552(A)	U2-U3
	2004-12-28T06:00	074.C-0552(A)	U2-U3
	2004-12-30T05:20	074.C-0552(B)	U3-U4
	2005-01-02T05:03	074.C-0552(C)	U2-U4
	2005-12-23T02:48	076.C-0252(A)	U1-U2
	2005-12-24T03:03	076.C-0252(B)	U3-U1
	2005-12-26T02:47	076.C-0252(C)	U1-U4
	2005-12-26T03:00	076.C-0252(C)	U1-U4
	2009-01-21T01:02	082.C-0747(A)	H0-G0
	2009-01-21T01:13	082.C-0747(A)	H0-G0
	2009-01-21T01:45	082.C-0747(A)	H0-G0
	2009-01-21T02:05	082.C-0747(A)	H0-G0
	2009-01-22T02:16	082.C-0747(B)	E0-G0
	2009-01-22T03:39	082.C-0747(B)	E0-H0
	2014-10-14T06:47	094.C-0629(A)	C1-A1
	2014-10-14T07:29	094.C-0629(A)	C1-A1
	2014-12-29T03:38	094.C-0629(A)	C1-A1
	2014-12-30T01:49	094.C-0629(A)	D0-C1
HD 31648	2007-02-05T02:08	078.C-0815(A)	U2-U3
	2013-12-30T04:46	092.C-0086(D)	K0-J3
UX Ori	2004-12-28T06:25	074.C-0552(A)	U2-U3
	2004-12-30T07:02	074.C-0552(B)	U3-U4
	2007-10-25T07:34	380.C-0705(A)	U2-U3
	2007-10-25T07:49	380.C-0705(A)	U2-U3
	2007-11-23T03:09	380.C-0705(B)	U1-U4
CO Ori	2005-10-25T07:17	076.C-0862(B)	U1-U2
	2005-10-25T07:55	076.C-0862(B)	U1-U2
	2005-11-15T05:16	076.C-0862(C)	U2-U4
	2005-12-28T05:29	076.C-0862(D)	U1-U4
	2005-12-31T06:41	076.C-0862(D)	U1-U4
GW Ori	2005-03-02T00:27	074.C-0342(A)	U3-U4
	2005-03-03T00:36	074.C-0342(A)	U2-U4
	2009-10-28T06:19	084.C-0848(G)	U1-U4
	2009-11-04T05:08	084.C-0848(F)	U1-U3
	2009-11-05T04:36	084.C-0848(C)	U1-U2
	2010-01-01T06:41	084.C-0848(D)	U3-U4
	2010-01-30T03:00	084.C-0848(E)	U2-U4
	2011-12-11T06:19	088.C-0763(A)	U2-U3
	2011-12-12T06:17	088.C-0763(B)	U1-U4
	2012-11-02T07:59	090.C-0070(E)	U2-U4
	2012-11-03T05:28	090.C-0070(C)	U1-U3
	2012-11-04T04:07	090.C-0070(F)	U2-U3
	2012-11-05T06:29	090.C-0070(E)	U2-U4
	2012-11-05T07:45	090.C-0070(F)	U3-U4
	2013-03-04T01:58	090.C-0070(C)	U1-U3
HD 36112	2004-12-30T06:12	074.C-0552(B)	U3-U4
	2005-01-02T06:18	074.C-0552(C)	U2-U4
	2005-12-23T03:49	076.C-0252(A)	U1-U2
	2005-12-24T03:57	076.C-0252(B)	U3-U1
	2005-12-26T03:54	076.C-0252(C)	U1-U4

**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2007-01-03T02:13	078.C-0815(A)	U2-U3
	2007-01-06T01:49	078.C-0815(B)	U1-U3
FU Ori	2004-10-31T08:32	074.C-0209(A)	U3-U2
	2004-11-02T06:56	074.C-0209(A)	U4-U2
	2004-11-04T08:28	074.C-0209(A)	U3-U4
	2004-12-29T03:46	274.C-5032(A)	U2-U3
	2004-12-29T04:46	274.C-5032(A)	U2-U3
V1647 Ori	2004-12-31T00:52	274.C-5026(B)	U3-U4
	2005-01-01T01:11	274.C-5026(B)	U3-U4
	2005-01-03T07:07	274.C-5026(A)	U4-U2
	2005-02-21T01:39	274.C-5026(A)	U2-U4
	2005-03-02T01:03	274.C-5026(B)	U3-U4
	2005-03-03T03:03	274.C-5026(A)	U2-U4
	2005-09-19T09:30	076.C-0736(B)	U3-U4
	2005-11-22T06:16	076.C-0736(A)	U3-U1
Z CMa	2004-11-02T07:57	074.C-0209(A)	U4-U2
	2004-11-04T08:52	074.C-0209(A)	U3-U4
	2004-12-28T02:08	274.C-5032(A)	U2-U3
	2005-11-22T03:54	076.C-0200(B)	U3-U1
	2006-03-01T02:16	076.C-0200(F)	A0-G0
	2006-09-20T08:34	078.C-0132(B)	D0-G0
	2006-09-20T09:23	078.C-0132(B)	D0-G0
	2006-09-21T08:16	078.C-0132(C)	K0-G0
	2006-09-21T08:59	078.C-0132(C)	K0-G0
	2006-10-18T06:35	078.C-0132(A)	E0-G0
	2006-10-19T06:16	078.C-0132(A)	E0-G0
	2006-12-19T06:45	078.C-0132(C)	K0-G0
	2008-12-17T05:36	282.C-5031(C)	U3-U4
	2009-01-11T01:31	282.C-5031(B)	U1-U4
	2009-01-16T06:01	282.C-5031(J)	G1-D0
	2009-02-17T02:04	282.C-5031(L)	G1-D0
	2009-02-17T02:52	282.C-5031(L)	G1-D0
	2009-02-23T01:08	282.C-5031(K)	K0-G1
	2009-02-23T02:06	282.C-5031(K)	K0-G1
	2009-03-17T01:36	282.C-5031(L)	G1-D0
	2009-03-17T02:15	282.C-5031(L)	G1-D0
	2011-01-21T06:55	60.A-9224(A)	B2-C1
	2011-01-22T06:34	60.A-9224(A)	A1-C1
	2013-12-30T04:08	092.C-0086(D)	K0-J3
	2014-02-07T01:49	092.C-0086(C)	D0-H0
HD 72106	2005-12-30T07:35	076.C-0356(A)	U1-U4
	2005-12-31T04:28	076.C-0356(A)	U1-U4
	2006-03-12T00:53	076.C-0356(B)	U2-U4
	2013-10-20T08:57	092.C-0726(A)	U2-U4
	2013-10-21T07:13	092.C-0726(C)	U1-U4
	2013-12-13T07:24	092.C-0726(C)	U1-U4
	2013-12-14T07:56	092.C-0726(C)	U1-U4
	2013-12-16T06:48	092.C-0726(C)	U1-U4
	2013-12-17T04:34	092.C-0726(A)	U2-U4
Hen 3-545	2006-05-19T04:23	077.C-0662(A)	U1-U3
	2006-05-19T04:43	077.C-0662(A)	U1-U3

**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2007-05-06T23:38	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-05-06T23:49	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-06-26T00:24	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-06-26T00:40	079.C-0101(A)	U3-U4
TW Hya	2005-05-29T02:03	075.C-0014(B)	U1-U2
	2005-05-29T02:30	075.C-0014(B)	U1-U2
	2006-05-18T01:29	077.C-0083(A)	U2-U3
	2006-05-18T04:48	077.C-0083(A)	U2-U3
	2006-05-18T05:02	077.C-0083(A)	U2-U3
	2008-04-22T00:37	081.C-0913(E)	U3-U4
	2008-04-22T23:23	081.C-0913(E)	U3-U4
	2009-03-11T02:13	081.C-0913(A)	U1-U2
	2011-03-20T02:46	087.C-0702(G)	U2-U3
	2011-03-21T04:08	087.C-0702(H)	U3-U4
	2011-03-22T00:55	087.C-0702(H)	U3-U4
	2011-03-23T00:56	087.C-0702(H)	U3-U4
DI Cha	2007-05-07T00:33	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-05-07T00:44	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-06-26T01:09	079.C-0101(A)	U3-U4
	2008-05-18T01:26	081.C-0020(A)	U1-U3
	2008-05-19T00:46	081.C-0020(A)	U1-U3
HP Cha	2005-05-28T23:52	075.C-0014(B)	U1-U2
	2005-05-30T01:01	075.C-0014(A)	U3-U4
	2005-05-30T01:13	075.C-0014(A)	U3-U4
	2008-04-24T00:20	381.C-0929(B)	U2-U4
	2013-12-30T08:05	092.C-0086(D)	K0-J3
	2013-12-30T09:03	092.C-0086(D)	K0-J3
	2014-02-07T02:56	092.C-0086(C)	D0-H0
	2014-02-07T05:20	092.C-0086(C)	H0-G1
	2014-02-07T06:19	092.C-0086(C)	D0-H0
Ass Cha T 1-23	2007-05-07T01:48	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-05-07T01:59	079.C-0101(A)	U3-U4
	2008-05-19T00:00	081.C-0020(A)	U1-U3
WW Cha	2005-05-29T00:59	075.C-0014(B)	U1-U2
	2005-05-29T23:53	075.C-0014(A)	U3-U4
	2005-05-30T00:05	075.C-0014(A)	U3-U4
	2013-12-30T08:28	092.C-0086(D)	K0-J3
	2014-02-06T07:11	092.C-0086(C)	D0-H0
	2014-02-07T02:37	092.C-0086(C)	D0-H0
	2014-02-07T04:06	092.C-0086(C)	H0-G1
	2014-02-07T06:49	092.C-0086(C)	D0-H0
CV Cha	2007-06-26T02:24	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-06-26T02:35	079.C-0101(A)	U3-U4
	2008-04-21T04:46	081.C-0020(A)	U1-U3
DX Cha	2005-12-27T06:53	076.C-0252(D)	U2-U3
	2006-03-12T05:15	076.C-0789(E)	U2-U3
	2006-03-12T06:40	076.C-0789(E)	U2-U3
	2006-05-16T02:25	077.C-0176(B)	U1-U3
	2006-05-17T00:54	077.C-0176(C)	U1-U4
	2006-05-18T02:09	077.C-0176(A)	U2-U3

**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2010-05-04T23:54	085.C-0403(A)	K0-G1
	2014-04-29T00:49	093.C-0848(B)	D0-I1
	2014-04-29T01:54	093.C-0848(B)	D0-I1
	2014-04-29T02:53	093.C-0848(B)	D0-I1
	2014-04-29T03:50	093.C-0848(B)	D0-I1
	2014-04-30T06:22	093.C-0848(B)	D0-I1
	2014-07-14T00:27	093.C-0848(B)	G1-A1
	2014-07-16T00:58	093.C-0848(B)	G1-A1
CPD-36 6759	2006-04-15T05:34	077.C-0263(C)	U1-U4
	2006-05-14T05:04	077.C-0521(C)	U3-U4
	2006-05-14T07:39	077.C-0521(C)	U3-U4
	2006-05-16T03:40	077.C-0263(A)	U1-U3
	2006-06-10T23:58	077.C-0521(C)	U3-U4
	2006-06-13T23:42	077.C-0521(B)	U1-U2
	2006-06-14T02:13	077.C-0521(B)	U1-U2
	2006-07-11T00:54	077.C-0263(B)	U2-U4
	2006-07-13T03:37	077.C-0521(B)	U2-U1
	2010-04-25T03:58	385.C-0874(C)	U2-U4
	2010-05-28T02:02	385.C-0874(A)	U1-U2
	2010-06-28T00:40	385.C-0874(C)	U2-U4
	2010-06-28T02:55	385.C-0874(B)	U1-U3
	2011-03-22T08:04	087.C-0766(B)	U2-U4
	2011-04-13T03:47	087.C-0766(A)	U2-U3
	2011-04-14T05:21	087.C-0766(C)	U1-U3
	2011-04-16T04:16	087.C-0766(A)	U2-U3
	2011-06-15T00:53	087.C-0498(C)	U3-U4
	2011-06-15T01:32	087.C-0498(C)	U3-U4
	2011-06-15T03:29	087.C-0498(C)	U1-U4
	2011-06-15T04:07	087.C-0498(C)	U1-U4
	2012-05-10T06:19	089.C-0130(C)	U1-U3
	2012-06-05T23:46	089.C-0130(D)	U2-U4
	2012-06-06T02:43	089.C-0130(D)	U2-U4
	2012-06-06T04:32	089.C-0130(D)	U2-U4
HD 139614	2010-04-26T03:16	385.C-0886(A)	U3-U4
	2010-04-26T04:02	385.C-0886(A)	U3-U4
	2010-04-26T05:35	385.C-0886(A)	U3-U4
	2011-04-14T07:58	087.C-0811(A)	U1-U2
	2011-04-18T03:35	087.C-0811(A)	U1-U2
	2011-04-18T05:15	087.C-0811(A)	U1-U2
HD 141569	2011-04-18T07:32	087.C-0883(C)	U1-U4
	2012-05-10T06:57	089.C-0130(C)	U1-U3
	2012-05-10T07:08	089.C-0130(C)	U1-U3
HD 142527	2005-06-23T00:58	075.C-0200(D)	U1-U4
	2005-06-23T02:10	075.C-0200(D)	U1-U4
	2005-06-23T02:21	075.C-0200(D)	U1-U4
	2005-06-24T06:33	075.C-0200(A)	U3-U4
	2005-06-27T05:07	075.C-0200(B)	U2-U3
	2005-06-27T05:18	075.C-0200(B)	U2-U3
	2005-06-27T06:18	075.C-0200(B)	U2-U3
	2005-06-27T23:54	075.C-0200(C)	U2-U4
	2005-06-28T01:09	075.C-0200(C)	U2-U4
	2005-06-28T01:20	075.C-0200(C)	U2-U4



**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2012-06-06T00:16	089.C-0130(D)	U2-U4
RU Lup	2005-05-26T00:56	075.C-0413(B)	U3-U4
	2005-05-26T03:43	075.C-0413(B)	U3-U4
	2005-05-26T07:55	075.C-0413(B)	U3-U4
	2005-06-24T00:11	075.C-0413(B)	U3-U4
	2005-07-23T00:54	075.C-0413(A)	U2-U3
	2005-07-23T04:37	075.C-0413(A)	U2-U3
	2005-08-26T01:55	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-08-26T02:18	075.C-0064(A)	U2-U4
	2006-05-15T02:29	075.C-0413(A)	U2-U3
	2006-05-15T05:02	075.C-0413(A)	U2-U3
HD 325367	2008-06-22T05:29	281.C-5023(C)	U2-U3
	2008-07-16T02:20	281.C-5023(B)	U1-U4
	2008-07-16T02:31	281.C-5023(B)	U1-U4
	2013-05-26T23:29	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T00:01	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T00:56	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T01:30	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T02:03	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T02:46	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T03:25	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T03:53	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-27T04:22	091.C-0668(F)	U3-U4
	2013-05-28T00:12	091.C-0668(E)	U2-U3
	2013-05-28T00:46	091.C-0668(E)	U2-U3
	2013-05-28T01:17	091.C-0668(E)	U2-U3
	2013-05-28T02:13	091.C-0668(E)	U2-U3
	2013-05-28T02:48	091.C-0668(E)	U2-U3
	2013-05-28T03:30	091.C-0668(E)	U2-U3
	2013-05-28T04:01	091.C-0668(E)	U2-U3
	2013-05-28T04:32	091.C-0668(E)	U2-U3
HD 144432	2004-02-11T08:52	073.A-9002(A)	U3-U2
	2004-02-12T09:56	073.A-9002(A)	U3-U2
	2004-04-11T05:55	073.C-0720(A)	U3-U2
	2004-04-12T06:16	073.C-0720(A)	U3-U2
	2006-03-12T08:13	076.C-0789(E)	U2-U3
	2006-07-10T00:07	077.C-0226(C)	U1-U4
	2006-07-11T05:19	077.C-0226(B)	U1-U3
V856 Sco	2004-04-10T02:44	073.C-0248(A)	U3-U2
	2004-04-10T05:23	073.C-0248(A)	U3-U2
	2004-04-11T05:16	073.C-0720(A)	U3-U2
	2004-04-11T09:09	073.C-0720(A)	U3-U2
	2004-04-12T09:46	073.C-0248(A)	U3-U2
	2004-06-28T00:15	073.C-0248(A)	U3-U1
	2004-06-28T02:06	073.C-0720(A)	U3-U1
	2004-06-28T04:26	073.C-0248(A)	U3-U1
	2004-06-28T05:22	073.C-0248(A)	U3-U1
	2004-09-30T00:02	073.C-0248(A)	U4-U2
	2006-03-12T09:39	076.C-0789(E)	U2-U3
	2006-03-12T09:59	076.C-0789(E)	U2-U3
	2006-07-10T23:37	077.C-0226(C)	U1-U4
	2009-06-30T04:09	083.C-0012(B)	K0-A0

**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2009-06-30T04:20	083.C-0012(B)	K0-A0
	2009-07-01T00:55	083.C-0012(C)	K0-A0
	2009-07-01T01:50	083.C-0012(C)	K0-A0
	2009-07-01T06:01	083.C-0012(C)	A0-G1
	2009-07-02T02:22	083.C-0012(D)	K0-G1
	2009-07-04T00:14	083.C-0012(A)	E0-H0
	2009-07-06T00:34	083.C-0387(B)	E0-H0
	2009-07-06T03:35	083.C-0387(B)	E0-H0
	2009-07-07T03:56	083.C-0387(C)	H0-G0
	2014-04-30T05:20	093.C-0848(A)	D0-I1
	2014-07-13T23:38	093.C-0848(A)	G1-A1
	2014-07-30T23:36	093.C-0848(A)	G1-A1
	2014-08-01T23:49	093.C-0848(A)	G1-A1
SR 4	2006-05-19T07:21	077.C-0662(A)	U1-U3
	2008-04-19T05:30	081.C-0020(A)	U1-U3
	2008-05-19T06:48	081.C-0020(A)	U1-U3
	2008-06-25T00:57	081.C-0020(A)	U1-U3
Haro 1-6	2012-05-10T07:59	089.C-0130(C)	U1-U3
	2012-06-06T01:01	089.C-0130(D)	U2-U4
GSS 31	2005-04-18T04:50	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-04-19T03:53	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-04-19T04:03	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-08-26T00:20	075.C-0064(B)	U3-U4
Elia 2-24	2006-05-19T08:31	077.C-0662(A)	U1-U3
	2007-05-07T04:39	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-05-07T05:19	079.C-0101(A)	U3-U4
	2007-05-07T05:30	079.C-0101(A)	U3-U4
	2008-04-21T08:15	081.C-0020(A)	U1-U3
	2008-05-18T03:56	081.C-0020(A)	U1-U3
	2008-05-18T04:38	081.C-0020(A)	U1-U3
	2008-05-19T05:51	081.C-0020(A)	U1-U3
SR 21A	2012-05-10T09:19	089.C-0130(C)	U1-U3
	2012-06-06T01:30	089.C-0130(D)	U2-U4
Haro 1-16	2007-06-26T04:11	079.C-0101(A)	U3-U4
	2008-05-17T04:20	081.C-0020(A)	U1-U3
	2011-03-20T07:31	087.C-0702(G)	U2-U3
	2011-04-13T04:56	087.C-0702(G)	U2-U3
	2011-04-13T08:38	087.C-0702(G)	U2-U3
	2011-04-14T09:35	087.C-0702(G)	U2-U3
	2011-04-16T07:56	087.C-0702(H)	U3-U4
	2011-04-17T05:13	087.C-0702(H)	U3-U4
V346 Nor	2005-07-22T04:01	075.C-0625(B)	U3-U1
	2005-07-24T01:22	075.C-0625(A)	U2-U3
	2005-07-24T04:31	075.C-0625(A)	U2-U3
	2005-09-17T00:17	075.C-0625(A)	U2-U3
	2005-09-19T00:18	075.C-0625(C)	U1-U4
	2007-03-31T06:32	079.C-0613(B)	U1-U4
	2007-03-31T06:50	079.C-0613(B)	U1-U4
	2007-04-10T04:36	079.C-0613(B)	U1-U4
	2007-04-10T08:55	079.C-0613(B)	U1-U4

**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
	2007-04-11T05:28	079.C-0613(A)	U3-U4
	2007-05-06T06:32	079.C-0613(A)	U3-U4
	2007-05-06T08:06	079.C-0613(A)	U3-U4
	2007-05-28T00:52	079.C-0613(B)	U1-U4
	2007-05-29T05:31	079.C-0613(C)	U2-U4
	2007-06-28T06:48	079.C-0613(A)	U3-U4
HD 150193	2007-06-03T03:43	078.C-0108(C)	U1-U4
	2008-03-22T05:24	078.C-0108(B)	U2-U4
	2008-03-23T05:30	078.C-0108(B)	U2-U4
	2008-03-24T07:36	078.C-0108(C)	U1-U4
	2008-03-24T07:52	078.C-0108(C)	U1-U4
	2008-06-23T06:21	078.C-0108(A)	U2-U3
	2013-04-29T06:20	091.C-0215(C)	U3-U4
	2013-04-30T05:06	091.C-0215(C)	U1-U4
	2013-04-30T06:04	091.C-0215(C)	U1-U4
	2013-05-02T05:01	091.C-0215(D)	U1-U3
	2013-05-03T04:20	091.C-0215(D)	U1-U2
	2014-04-16T06:50	093.C-0915(A)	U3-U4
AS 209	2014-04-16T09:27	093.C-0841(B)	U3-U4
	2014-04-16T09:56	093.C-0841(B)	U3-U4
	2014-06-18T04:17	093.C-0841(A)	U1-U3
	2014-06-18T04:26	093.C-0841(A)	U1-U3
HD 163296	2009-08-14T03:12	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-14T03:53	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-15T00:16	083.C-0984(B)	H0-G0
	2009-08-15T00:31	083.C-0984(B)	H0-G0
	2009-08-15T02:26	083.C-0984(B)	H0-G0
	2009-08-15T03:00	083.C-0984(B)	H0-G0
	2009-08-15T03:12	083.C-0984(B)	H0-G0
	2010-05-05T05:07	085.C-0574(B)	A0-G1
	2010-05-21T04:51	085.C-0574(A)	H0-E0
	2010-05-21T05:02	085.C-0574(A)	H0-E0
	2010-05-21T06:06	085.C-0574(A)	H0-I1
	2010-05-21T07:05	085.C-0574(A)	H0-I1
	2010-05-21T07:59	085.C-0574(A)	H0-I1
	2010-05-21T08:52	085.C-0574(A)	I1-E0
	2010-05-21T09:03	085.C-0574(A)	I1-E0
	2013-05-12T08:12	091.C-0910(A)	D0-C1
	2013-05-12T08:56	091.C-0910(A)	D0-B2
	2013-05-12T09:52	091.C-0910(A)	C1-A1
	2013-05-12T10:21	091.C-0910(A)	C1-A1
	2014-04-30T07:55	093.C-0848(A)	D0-I1
	2014-04-30T08:05	093.C-0848(A)	D0-I1
	2014-05-01T07:17	093.C-0848(A)	G1-A1
	2014-06-08T05:35	093.C-0848(A)	G1-A1
	2014-07-14T01:29	093.C-0848(A)	G1-A1
	2014-07-16T01:45	093.C-0848(A)	G1-A1
	2014-09-07T02:02	093.C-0848(A)	D0-C1
HD 169142	2011-04-15T08:59	087.C-0702(G)	U2-U3
	2011-04-16T08:38	087.C-0702(H)	U3-U4
	2011-04-17T08:00	087.C-0702(H)	U3-U4
	2012-06-06T05:13	089.C-0130(D)	U2-U4

**Tabelle A.5:** Fortsetzung.

Objekt	Beobachtungsdatum	Prog. ID	Konfiguration
SVS20N	2009-08-03T02:34	383.C-0705(C)	U2-U4
	2013-04-30T08:07	091.C-0328(A)	U1-U4
	2013-04-30T08:16	091.C-0328(A)	U1-U4
	2013-04-30T08:52	091.C-0328(A)	U1-U4
	2013-05-03T08:49	091.C-0328(A)	U1-U2
	2013-05-03T08:57	091.C-0328(A)	U1-U2
S CrA N	2004-07-31T02:09	073.C-0408(A)	U3-U2
	2005-05-31T10:30	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-06-26T09:09	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-06-28T08:32	075.C-0064(B)	U3-U4
	2005-08-25T05:05	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-08-25T05:15	075.C-0064(A)	U2-U4
	2005-08-26T03:41	075.C-0064(A)	U2-U4
VV CrA SW	2004-06-02T07:16	60.A-9224(A)	U3-U2
	2004-06-02T08:31	60.A-9224(A)	U3-U2
	2004-11-04T01:20	074.C-0209(A)	U3-U4
	2005-05-29T10:07	075.C-0014(C)	U3-U1
	2005-05-30T04:52	075.C-0014(A)	U3-U4
	2005-05-30T05:05	075.C-0014(A)	U3-U4
	2005-05-30T05:17	075.C-0014(A)	U3-U4
HD 179218	2004-04-10T07:43	073.C-0720(A)	U3-U2
	2004-04-10T08:26	073.C-0720(A)	U3-U2
	2006-07-13T06:27	077.C-0226(A)	U1-U2
	2009-08-14T00:09	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-14T00:47	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-14T01:20	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-14T01:51	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-14T02:03	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-14T02:36	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-14T04:24	083.C-0984(A)	E0-G0
	2009-08-15T01:36	083.C-0984(B)	H0-G0
	2009-08-15T02:10	083.C-0984(B)	H0-G0



# Literaturverzeichnis

---

- Alencar, S. H. P., Melo, C. H. F., Dullemond, C. P., et al. *The pre-main sequence spectroscopic binary AK Scorpii revisited*. Astronomy and Astrophysics, 409: 1037–1053, Oktober 2003. doi: 10.1051/0004-6361:20031229.
- ALMA (ESO/NAOJ/NRAO), S. Andrews et al.; NRAO/AUI/NSF, S. Dagnello. <https://www.eso.org/public/germany/images/potw1904a/>, Januar 2019. Abgerufen: 25.11.2020.
- ALMA (ESO/NAOJ/NRAO)/S. Cabezón (NRAO). <https://www.eso.org/public/images/alma-news-april2010-1/>, 2010. Abgerufen: 09.11.2020.
- ALMA Partnership, Asayama, S., Biggs, A., et al. *ALMA Cycle 5 Technical Handbook*, März 2017.
- Andersen, J., Lindgren, H., Hazen, M. L. und Mayor, M. *The pre-main-sequence binary system AK Scorpii*. Astronomy and Astrophysics, 219:142–150, Juli 1989.
- Andrews, S. M. und Williams, J. P. *Circumstellar Dust Disks in Taurus-Auriga: The Submillimeter Perspective*. Astrophysical Journal, 631:1134–1160, Oktober 2005. doi: 10.1086/432712.
- Andrews, S. M., Wilner, D. J., Hughes, A. M., Qi, C. und Dullemond, C. P. *Protoplanetary Disk Structures in Ophiuchus. II. Extension to Fainter Sources*. Astrophysical Journal, 723:1241–1254, November 2010. doi: 10.1088/0004-637X/723/2/1241.
- Ansdell, M., Gaidos, E., Rappaport, S. A., et al. *Young “Dipper” Stars in Upper Sco and Oph Observed by K2*. Astrophysical Journal, 816(2):69, Januar 2016. doi: 10.3847/0004-637X/816/2/69.
- Bailer-Jones, C. A. L., Rybizki, J., Fouesneau, M., Mantelet, G. und Andrae, R. *Estimating Distance from Parallaxes. IV. Distances to 1.33 Billion Stars in Gaia Data Release 2*. Astronomical Journal, 156(2):58, Aug 2018. doi: 10.3847/1538-3881/aacb21.
- Ballerig, N. P. und Eisner, J. A. *Protoplanetary Disk Masses from Radiative Transfer Modeling: A Case Study in Taurus*. Astronomical Journal, 157(4):144, April 2019. doi: 10.3847/1538-3881/ab0a56.
- Barsony, M., Koresko, C. und Matthews, K. *A Search for Close Binaries in the  $\rho$  Ophiuchi Star-forming Region*. Astrophysical Journal, 591(2):1064–1074, Juli 2003. doi: 10.1086/375532.
- Berger, J. P. und Segransan, D. *An introduction to visibility modeling*. New Astronomy Reviews, 51(8-9):576–582, Oktober 2007. doi: 10.1016/j.newar.2007.06.003. Ein Vorabdruck ist verfügbar unter [http://www.jmmc.fr/mirrors/www.vlti.org/events/assets/1/proceedings/1.2\\_Berger.pdf](http://www.jmmc.fr/mirrors/www.vlti.org/events/assets/1/proceedings/1.2_Berger.pdf).
- Bibo, E. A. und The, P. S. *The type of variability of Herbig Ae/Be stars*. Astronomy and Astrophysics, Supplement, 89:319, August 1991.

- Billar, B., Lacour, S., Juhász, A., et al. *A Likely Close-in Low-mass Stellar Companion to the Transitional Disk Star HD 142527*. *Astrophysical Journal Letters*, 753(2): L38, Jul 2012. doi: 10.1088/2041-8205/753/2/L38.
- Bjorkman, J. E. und Wood, K. *Radiative Equilibrium and Temperature Correction in Monte Carlo Radiation Transfer*. *Astrophysical Journal*, 554(1):615–623, Juni 2001. doi: 10.1086/321336.
- Böhm, T., Catala, C., Balona, L. und Carter, B. *Spectroscopic monitoring of the Herbig Ae star HD 104237. I. Multiperiodic stellar oscillations*. *Astronomy and Astrophysics*, 427:907–922, Dec 2004. doi: 10.1051/0004-6361:20041227.
- Bordé, P., Chagnon, G. und Perrin, G. *A catalogue of calibrator stars for long baseline stellar interferometry*. *Astronomy & Astrophysics*, 393(1):183–193, Oktober 2002. ISSN 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20021020. URL <https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2002/37/aa2462/aa2462.html>.
- Borges Fernandes, M., Kraus, M., Nickeler, D. H., et al. *The Galactic unclassified B[e] star HD 50138. III. The short-term line profile variability of its photospheric lines*. *Astronomy and Astrophysics*, 548:A13, Dec 2012. doi: 10.1051/0004-6361/201220166.
- Boss, A. P. *Giant planet formation by gravitational instability*. *Science*, 276:1836–1839, Januar 1997. doi: 10.1126/science.276.5320.1836.
- Bourgés, L., Lafrasse, S., Mella, G., et al. *The JMMC Stellar Diameters Catalog v2 (JSDC): A New Release Based on SearchCal Improvements*. *Astronomical Data Analysis Software and Systems XXIII*, 485:223, Mai 2014. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2014ASPC..485..223B/abstract>.
- Briggs, D. S. *High Fidelity Deconvolution of Moderately Resolved Sources*. PhD thesis, New Mexico Institute of Mining and Technology, März 1995. URL <http://www.aoc.nrao.edu/dissertations/dbriggs/>.
- Brunngräber, R., Wolf, S., Ratzka, T. und Ober, F. *DR Tauri: Temporal variability of the brightness distribution in the potential planet-forming region*. *Astronomy and Astrophysics*, 585:A100, Jan 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201526691.
- Brunngräber, R. und Wolf, S. *Constraints on observing brightness asymmetries in protoplanetary disks at solar system scale*. *Astronomy and Astrophysics*, 611:A90, apr 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201731907.
- Calvet, N., Muzerolle, J., Briceño, C., et al. *The Mass Accretion Rates of Intermediate-Mass T Tauri Stars*. *Astronomical Journal*, 128(3):1294–1318, September 2004. doi: 10.1086/422733.
- Camps, P. und Baes, M. *The Failure of Monte Carlo Radiative Transfer at Medium to High Optical Depths*. *Astrophysical Journal*, 861(2):80, Juli 2018. doi: 10.3847/1538-4357/aac824.
- Carpenter, J. M., Hillenbrand, L. A. und Skrutskie, M. F. *Near-Infrared Photometric Variability of Stars toward the Orion A Molecular Cloud*. *Astronomical Journal*, 121(6):3160–3190, Jun 2001. doi: 10.1086/321086.
- Chelli, A., Utrera, O. H. und Duvert, G. *Optimised data reduction for the AMBER/VLTI instrument*. *Astronomy and Astrophysics*, 502(2):705–709, Aug 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200811039.



- Chiang, E. und Laughlin, G. *The minimum-mass extrasolar nebula: in situ formation of close-in super-Earths*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 431: 3444–3455, Juni 2013. doi: 10.1093/mnras/stt424.
- Cieza, L., Padgett, D. L., Stapelfeldt, K. R., et al. *The Spitzer c2d Survey of Weak-Line T Tauri Stars. II. New Constraints on the Timescale for Planet Building*. Astrophysical Journal, 667(1):308–328, September 2007. doi: 10.1086/520698.
- Clark, B. G. *An efficient implementation of the algorithm 'CLEAN'*. Astronomy and Astrophysics, 89(3):377, September 1980.
- Close, L. M., Follette, K. B., Males, J. R., et al. *Discovery of H $\alpha$  Emission from the Close Companion inside the Gap of Transitional Disk HD 142527*. Astrophysical Journal Letters, 781(2):L30, Feb 2014. doi: 10.1088/2041-8205/781/2/L30.
- Cody, A. M., Stauffer, J., Baglin, A., et al. *CSI 2264: Simultaneous Optical and Infrared Light Curves of Young Disk-bearing Stars in NGC 2264 with CoRoT and Spitzer—Evidence for Multiple Origins of Variability*. Astronomical Journal, 147 (4):82, Apr 2014. doi: 10.1088/0004-6256/147/4/82.
- de Gregorio-Monsalvo, I., Ménard, F., Dent, W., et al. *Unveiling the gas-and-dust disk structure in HD 163296 using ALMA observations*. Astronomy and Astrophysics, 557:A133, September 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201321603.
- Di Folco, E., Dutrey, A., Le Bouquin, J. B., et al. *GG Tauri: the fifth element*. Astronomy and Astrophysics, 565:L2, Mai 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201423675.
- Dommanget, J. und Nys, O. *The visual double stars observed by the Hipparcos satellite*. Astronomy and Astrophysics, 363:991–994, November 2000.
- Draine, B. T. *Interstellar Dust Grains*. Ann. Rev. Astron. Astrophys., 41:241–289, Januar 2003. doi: 10.1146/annurev.astro.41.011802.094840.
- Draine, B. T. und Lee, H. M. *Optical Properties of Interstellar Graphite and Silicate Grains*. Astrophysical Journal, 285:89, Oktober 1984. doi: 10.1086/162480.
- Draine, B. T. und Malhotra, S. *On Graphite and the 2175 Angstrom Extinction Profile*. Astrophysical Journal, 414:632, September 1993. doi: 10.1086/173109.
- Dubrulle, B., Morfill, G. und Sterzik, M. *The dust subdisk in the protoplanetary nebula*. Icarus, 114(2):237–246, April 1995. doi: 10.1006/icar.1995.1058.
- Duchêne, G., Bontemps, S., Bouvier, J., et al. *Multiple protostellar systems. II. A high resolution near-infrared imaging survey in nearby star-forming regions*. Astronomy and Astrophysics, 476(1):229–242, Dezember 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20077270.
- Dyck, H. M., Simon, T. und Zuckerman, B. *Discovery of an infrared companion to T Tau*. Astrophysical Journal Letters, 255:L103–L106, April 1982. doi: 10.1086/183778.
- Ellerbroek, L. E., Podio, L., Dougados, C., et al. *Relating jet structure to photometric variability: the Herbig Ae star HD 163296*. Astronomy and Astrophysics, 563:A87, März 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201323092.
- Ercolano, B. und Pascucci, I. *The dispersal of planet-forming discs: theory confronts observations*. Royal Society Open Science, 4(4):170114, April 2017. doi: 10.1098/rsos.170114.

- Evans, Neal J., I., Balkum, S., Levreault, R. M., Hartmann, L. und Kenyon, S. *Molecular Outflows from FU Orionis Stars*. *Astrophysical Journal*, 424:793, April 1994. doi: 10.1086/173931.
- Fairlamb, J. R., Oudmaijer, R. D., Mendigutía, I., Ilee, J. D. und van den Ancker, M. E. *A spectroscopic survey of Herbig Ae/Be stars with X-shooter - I. Stellar parameters and accretion rates*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 453:976–1001, Oktober 2015. doi: 10.1093/mnras/stv1576.
- Garcia, P. J. V., Benisty, M., Dougados, C., et al. *Pre-main-sequence binaries with tidally disrupted discs: the Br $\gamma$  in HD 104237*. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 430(3):1839–1853, Apr 2013. doi: 10.1093/mnras/stt005.
- Ghez, A. M., Neugebauer, G. und Matthews, K. *The Multiplicity of T Tauri Stars in the Star Forming Regions Taurus-Auriga and Ophiuchus-Scorpius: A 2.2 Micron Speckle Imaging Survey*. *Astronomical Journal*, 106:2005, November 1993. doi: 10.1086/116782.
- G.Hüdepohl (atacamaphoto.com)/ESO. <https://www.eso.org/public/images/potw1535a/>, 2015. Abgerufen: 09.11.2020.
- Gräfe, C., Wolf, S., Guilloteau, S., et al. *Vertical settling and radial segregation of large dust grains in the circumstellar disk of the Butterfly Star*. *Astronomy and Astrophysics*, 553:A69, Mai 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201220720.
- Guarcello, M. G., Flaccomio, E., Micela, G., et al. *CSI 2264: Simultaneous optical and X-ray variability in the pre-main sequence stars of NGC 2264. II. Photometric variability, magnetic activity, and rotation in class III objects and stars with transition disks*. *Astronomy and Astrophysics*, 628:A74, Aug 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201935466.
- Guidi, G., Tazzari, M., Testi, L., et al. *Dust properties across the CO snowline in the HD 163296 disk from ALMA and VLA observations*. *Astronomy and Astrophysics*, 588:A112, April 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201527516.
- Haisch, Jr., K. E., Lada, E. A. und Lada, C. J. *Disk Frequencies and Lifetimes in Young Clusters*. *Astrophysical Journal Letters*, 553:L153–L156, Juni 2001. doi: 10.1086/320685.
- Hartmann, L., Calvet, N., Gullbring, E. und D'Alessio, P. *Accretion and the Evolution of T Tauri Disks*. *Astrophysical Journal*, 495(1):385, 1998. URL <http://stacks.iop.org/0004-637X/495/i=1/a=385>.
- Hartmann, L., Herczeg, G. und Calvet, N. *Accretion onto Pre-Main-Sequence Stars*. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 54:135–180, Sep 2016. doi: 10.1146/annurev-astro-081915-023347.
- Hayashi, C. *Structure of the Solar Nebula, Growth and Decay of Magnetic Fields and Effects of Magnetic and Turbulent Viscosities on the Nebula*. *Progress of Theoretical Physics Supplement*, 70:35–53, 1981. doi: 10.1143/PTPS.70.35.
- Herbst, W., Herbst, D. K., Grossman, E. J. und Weinstein, D. *Catalogue of UBVRI Photometry of T Tauri Stars and Analysis of the Causes of Their Variability*. *Astronomical Journal*, 108:1906, Nov 1994. doi: 10.1086/117204.

- Hildebrand, R. H. *The determination of cloud masses and dust characteristics from submillimetre thermal emission*. Quarterly Journal of the RAS, 24:267–282, September 1983.
- Högbom, J. A. *Aperture Synthesis with a Non-Regular Distribution of Interferometer Baselines*. Astronomy and Astrophysics, Supplement, 15:417, Juni 1974.
- Hummel, C. A., Le Bouquin, J.-B. und Merand, A. Interferometric field of view measurements at the VLTI. In Malbet, F., Creech-Eakman, M. J. und Tuthill, P. G., Hrsg., *Optical and Infrared Interferometry and Imaging V*, volume 9907 of *Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series*, Seite 99073B, Juli 2016. doi: 10.1117/12.2230899.
- Hutchinson, M. G., Albinson, J. S., Barrett, P., et al. *Photometry and polarimetry of pre-main sequence stars*. Astronomy and Astrophysics, 285:883–896, Mai 1994.
- Hutsemekers, D. *The ultraviolet spectrum of the Be star HD 50138*. Astronomy and Astrophysics, Supplement, 60:373–388, Jun 1985.
- Jensen, E. L. N., Mathieu, R. D. und Fuller, G. A. *The Connection between Submillimeter Continuum Flux and Binary Separation in Young Binaries: Evidence of Interaction between Stars and Disks*. Astrophysical Journal, 458:312, Februar 1996. doi: 10.1086/176814.
- Johansen, A. und Lambrechts, M. *Forming Planets via Pebble Accretion*. Annual Review of Earth and Planetary Sciences, 45(1):359–387, August 2017. doi: 10.1146/annurev-earth-063016-020226.
- Jørgensen, J. K., Bourke, T. L., Myers, P. C., et al. *PROSAC: A Submillimeter Array Survey of Low-Mass Protostars. I. Overview of Program: Envelopes, Disks, Outflows, and Hot Cores*. Astrophysical Journal, 659:479–498, April 2007. doi: 10.1086/512230.
- Joy, A. H. *No. 709. T Tauri variable stars*. Contributions from the Mount Wilson Observatory / Carnegie Institution of Washington, 709:1–28, Jan 1945.
- Kirchschlager, F., Wolf, S., Brunngräber, R., et al. *Modelling of mid-infrared interferometric signature of hot exozodiacal dust emission*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 473:2633–2638, Januar 2018. doi: 10.1093/mnras/stx2515.
- Kirchschlager, F., Ertel, S., Wolf, S., Matter, A. und Krivov, A. V. *First L band detection of hot exozodiacal dust with VLTI/MATISSE*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 499(1):L47–L52, September 2020. doi: 10.1093/mnrasl/slaa156.
- Kley, W. *Planet formation and disk-planet interactions*. arXiv e-prints, art. arXiv:1707.07148, Juli 2017.
- Kluska, J., Benisty, M., Soulez, F., et al. *A disk asymmetry in motion around the B[e] star MWC158*. Astronomy and Astrophysics, 591:A82, Jun 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201527924.
- Kobus, J., Wolf, S. und Brunngräber, R. *The potential of combining MATISSE and ALMA observations: constraining the structure of the innermost region in protoplanetary discs*. Astronomy and Astrophysics, 622:A147, Februar 2019. reproduced with permission ©ESO.

- Kobus, J., Wolf, S., Ratzka, T. und Brunngräber, R. *Interferometric study on the temporal variability of the brightness distributions of protoplanetary disks*. Astronomy and Astrophysics, 642:A104, Oktober 2020. reproduced with permission ©ESO.
- Koresko, C. D., Beckwith, S. V. W., Ghez, A. M., Matthews, K. und Neugebauer, G. *An Infrared Companion to Z Canis Majoris*. Astronomical Journal, 102:2073, Dezember 1991. doi: 10.1086/116031.
- Kóspál, Á., Ábrahám, P., Acosta-Pulido, J. A., et al. *Mid-infrared Spectral Variability Atlas of Young Stellar Objects*. Astrophysical Journal Suppl., 201(2):11, Aug 2012. doi: 10.1088/0067-0049/201/2/11.
- Kwon, W., Looney, L. W., Mundy, L. G., Chiang, H.-F. und Kemball, A. J. *Grain Growth and Density Distribution of the Youngest Protostellar Systems*. Astrophysical Journal, 696:841–852, Mai 2009. doi: 10.1088/0004-637X/696/1/841.
- Lacour, S., Biller, B., Cheetham, A., et al. *An M-dwarf star in the transition disk of Herbig HD 142527. Physical parameters and orbital elements*. Astronomy and Astrophysics, 590:A90, May 2016. doi: 10.1051/0004-6361/201527863.
- Lafrasse, S., Mella, G., Bonneau, D., et al. *Building the 'JMMC Stellar Diameters Catalog' using SearchCal*. Optical and Infrared Interferometry II, 7734:77344E, Juli 2010. doi: 10.1117/12.857024. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2010SPIE.7734E..4EL/abstract>.
- Laor, A. und Draine, B. T. *Spectroscopic Constraints on the Properties of Dust in Active Galactic Nuclei*. Astrophysical Journal, 402:441, Januar 1993. doi: 10.1086/172149.
- Le Bouquin, J. B., Berger, J. P., Lazareff, B., et al. *PIONIER: a 4-telescope visitor instrument at VLTI*. Astronomy and Astrophysics, 535:A67, Nov 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201117586.
- Le Gars, S. *Kant–Laplace Cosmogonic Hypothesis*, Seiten 885–886. Springer Berlin Heidelberg, Berlin, Heidelberg, 2011. ISBN 978-3-642-11274-4. doi: 10.1007/978-3-642-11274-4\_843. URL [https://doi.org/10.1007/978-3-642-11274-4\\_843](https://doi.org/10.1007/978-3-642-11274-4_843).
- Leinert, C. und Haas, M. *Detection of an Infrared Companion to Haro 6–10*. Astrophysical Journal Letters, 342:L39, Juli 1989. doi: 10.1086/185479.
- Leinert, C., Graser, U., Richichi, A., et al. *MIDI combines light from the VLTI: the start of 10  $\mu$ m interferometry at ESO*. The Messenger, 112:13–18, Jun 2003.
- Lopez, B., Lagarde, S., Jaffe, W., et al. *An Overview of the MATISSE Instrument — Science, Concept and Current Status*. The Messenger, 157:5–12, September 2014.
- Lucy, L. B. *Computing radiative equilibria with Monte Carlo techniques*. Astronomy and Astrophysics, 344:282–288, April 1999.
- Lynden-Bell, D. und Pringle, J. E. *The evolution of viscous discs and the origin of the nebular variables*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 168: 603–637, September 1974. doi: 10.1093/mnras/168.3.603.
- Mamajek, E. E. *On the distance to the Ophiuchus star-forming region*. Astronomische Nachrichten, 329(1):10, Januar 2008. doi: 10.1002/asna.200710827.

- Mathieu, R. D., Adams, F. C. und Latham, D. W. *The T Tauri Spectroscopic Binary GW Orionis*. *Astronomical Journal*, 101:2184, Juni 1991. doi: 10.1086/115841.
- Mathis, J. S., Rumpl, W. und Nordsieck, K. H. *The size distribution of interstellar grains*. *Astrophysical Journal*, 217:425–433, Oktober 1977. doi: 10.1086/155591.
- Mayor, M. und Queloz, D. *A Jupiter-mass companion to a solar-type star*. *nature*, 378:355–359, November 1995. doi: 10.1038/378355a0.
- McCaughrean, O'Dell und NASA. <https://hubblesite.org/contents/media/images/1995/45/361-Image.html?news=true>, November 1995. Abgerufen: 24.11.2020.
- McMullin, J. P., Waters, B., Schiebel, D., Young, W. und Golap, K. CASA Architecture and Applications. In Shaw, R. A., Hill, F. und Bell, D. J., Hrsg., *Astronomical Data Analysis Software and Systems XVI*, volume 376 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Seite 127, Oktober 2007.
- Memu, J., van Boekel, R., Henning, T., et al. *On the structure of the transition disk around TW Hydrae*. *Astronomy and Astrophysics*, 564:A93, April 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201322961.
- Mie, G. *Beiträge zur Optik trüber Medien, speziell kolloidaler Metallösungen*. *Annalen der Physik*, 330(3):377–445, 1908. doi: 10.1002/andp.19083300302. URL <https://onlinelibrary.wiley.com/doi/abs/10.1002/andp.19083300302>.
- Miotello, A., Testi, L., Lodato, G., et al. *Grain growth in the envelopes and disks of Class I protostars*. *Astronomy and Astrophysics*, 567:A32, Juli 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201322945.
- Monnier, J. D., Harries, T. J., Aarnio, A., et al. *Polarized Disk Emission from Herbig Ae/Be Stars Observed Using Gemini Planet Imager: HD 144432, HD 150193, HD 163296, and HD 169142*. *Astrophysical Journal*, 838(1):20, März 2017. doi: 10.3847/1538-4357/aa6248.
- Morales-Calderón, M., Stauffer, J. R., Hillenbrand, L. A., et al. *Ysovar: The First Sensitive, Wide-area, Mid-infrared Photometric Monitoring of the Orion Nebula Cluster*. *Astrophysical Journal*, 733(1):50, Mai 2011. doi: 10.1088/0004-637X/733/1/50.
- Müller, A., Carmona, A., van den Ancker, M. E., et al. *HD 144432: A young triple system*. *Astronomy and Astrophysics*, 535:L3, November 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201117971.
- Mérand, A. und Bordé, P. *A catalog of bright calibrator stars for 200-m baseline near-infrared stellar interferometry*. *Astronomy & Astrophysics*, 433(3):1155–1162, April 2005. ISSN 0004-6361, 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20041323. URL <https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2005/15/aa1323/aa1323.html>.
- Ober, F., Wolf, S., Uribe, A. L. und Klahr, H. H. *Tracing planet-induced structures in circumstellar disks using molecular lines*. *Astronomy and Astrophysics*, 579:A105, Juli 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201526117.
- Ogihara, M., Morbidelli, A. und Guillot, T. *A reassessment of the in situ formation of close-in super-Earths*. *Astronomy and Astrophysics*, 578:A36, Juni 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201525884.



- Ott, J. und Kern, J. *CASA User Reference and Cookbook*. National Radio Astronomy Observatory, 2017. URL <https://casa.nrao.edu/docs/cookbook/>.
- Owen, J. E. und Kollmeier, J. A. *Radiation pressure clear-out of dusty photoevaporating discs*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 487(3):3702–3714, August 2019. doi: 10.1093/mnras/stz1591.
- Owen, J. E., Clarke, C. J. und Ercolano, B. *On the theory of disc photoevaporation*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 422(3):1880–1901, Mai 2012. doi: 10.1111/j.1365-2966.2011.20337.x.
- Percy, J. R., Esteves, S., Glasheen, J., et al. *Photometric Variability Properties of 21 T Tauri and Related Stars from AAVSO Visual Observations*. Journal of the American Association of Variable Star Observers (JAAVSO), 38(2):151, Dezember 2010.
- Perez, M. R., Webb, J. R. und The, P. S. *The variable Herbig AE star HR 5999. X. Its photometric “pulse-shaped” variability*. Astronomy and Astrophysics, 257: 209–217, April 1992.
- Petrov, R. G., Malbet, F., Weigelt, G., et al. *AMBER, the near-infrared spectro-interferometric three-telescope VLTI instrument*. Astronomy and Astrophysics, 464(1):1, März 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20066496. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/abs/2007A%26A...464....1P/abstract>.
- Pogodin, M. A. *Circumstellar peculiarities in the unusual Be star HD 50138*. Astronomy and Astrophysics, 317:185–192, Jan 1997.
- Poppenhaeger, K., Cody, A. M., Covey, K. R., et al. *YSOVAR: Mid-infrared Variability of Young Stellar Objects and Their Disks in the Cluster IRAS 20050+2720*. Astronomical Journal, 150(4):118, Oct 2015. doi: 10.1088/0004-6256/150/4/118.
- Ratzka, T., Schegerer, A. A., Leinert, C., et al. *Spatially resolved mid-infrared observations of the triple system T Tauri*. Astronomy and Astrophysics, 502(2): 623–646, August 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200811390.
- Rebull, L. M., Stauffer, J. R., Cody, A. M., et al. *YSOVAR: Mid-infrared Variability in NGC 1333*. Astronomical Journal, 150(6):175, Dec 2015. doi: 10.1088/0004-6256/150/6/175.
- Reipurth, B. und Zinnecker, H. *Visual binaries among pre-main sequence stars*. Astronomy and Astrophysics, 278:81–108, Oktober 1993.
- Ricci, L., Testi, L., Natta, A., et al. *Dust properties of protoplanetary disks in the Taurus-Auriga star forming region from millimeter wavelengths*. Astronomy and Astrophysics, 512:A15, März 2010. doi: 10.1051/0004-6361/200913403.
- Rice, T. S., Reipurth, B., Wolk, S. J., Vaz, L. P. und Cross, N. J. G. *Near-infrared Variability in the Orion Nebula Cluster*. Astronomical Journal, 150(4):132, Oct 2015. doi: 10.1088/0004-6256/150/4/132.
- Rich, E. A., Wisniewski, J. P., Currie, T., et al. *Multi-epoch Direct Imaging and Time-variable Scattered Light Morphology of the HD 163296 Protoplanetary Disk*. Astrophysical Journal, 875(1):38, April 2019. doi: 10.3847/1538-4357/ab0f3b.
- Richichi, A. und Percheron, I. *First results from the ESO VLTI calibrators program*. Astronomy & Astrophysics, 434(3):1201–1209, Mai 2005. ISSN 0004-6361,

- 1432-0746. doi: 10.1051/0004-6361:20042257. URL <https://www.aanda.org/articles/aa/abs/2005/18/aa2257/aa2257.html>.
- Riols, A. und Lesur, G. *Dust settling and rings in the outer regions of protoplanetary discs subject to ambipolar diffusion*. Astronomy and Astrophysics, 617:A117, September 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201833212.
- Robinson, C. E. und Espaillat, C. C. *Multiepoch Ultraviolet HST Observations of Accreting Low-mass Stars*. Astrophysical Journal, 874(2):129, Apr 2019. doi: 10.3847/1538-4357/ab0d8d.
- Ruge, J. P., Wolf, S., Uribe, A. L. und Klahr, H. H. *Tracing large-scale structures in circumstellar disks with ALMA*. Astronomy and Astrophysics, 549:A97, Januar 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201220390.
- Ruge, J. P., Wolf, S., Uribe, A. L. und Klahr, H. H. *Planet-induced disk structures: A comparison between (sub)mm and infrared radiation*. Astronomy and Astrophysics, 572:L2, Dezember 2014. doi: 10.1051/0004-6361/201322994.
- Sauter, J., Wolf, S., Launhardt, R., et al. *The circumstellar disc in the Bok globule CB 26. Multi-wavelength observations and modelling of the dust disc and envelope*. Astronomy and Astrophysics, 505:1167–1182, Oktober 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200912397.
- Scheegerer, A. A., Wolf, S., Hummel, C. A., Quanz, S. P. und Richichi, A. *Tracing the potential planet-forming regions around seven pre-main-sequence stars*. Astronomy and Astrophysics, 502(1):367–383, Juli 2009. doi: 10.1051/0004-6361/200810782.
- Schmidt, T. O. B., Vogt, N., Neuhäuser, R., Bedalov, A. und Roell, T. *New companions in the stellar systems of DI Cha, Sz 22, CHXR 32, and Cha H $\alpha$  5 in the Chamaeleon I star-forming region*. Astronomy and Astrophysics, 557:A80, September 2013. doi: 10.1051/0004-6361/201220660.
- Schneider, J., Dedieu, C., Le Sidaner, P., Savalle, R. und Zolotukhin, I. *Defining and cataloging exoplanets: the exoplanet.eu database*. Astronomy and Astrophysics, 532:A79, August 2011. doi: 10.1051/0004-6361/201116713.
- Shakura, N. I. und Sunyaev, R. A. *Black holes in binary systems. Observational appearance*. Astronomy and Astrophysics, 24:337–355, 1973.
- Sinha, T., Sharma, S., Pandey, A. K., et al. *Variable stars in the Sh 2-170 H II region*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Seite 208, Jan 2020. doi: 10.1093/mnras/staa206.
- Sissa, E., Gratton, R., Alcalà, J. M., et al. *The origin of R CrA variability. A complex triple system hosting a disk*. Astronomy and Astrophysics, 630:A132, Oktober 2019. doi: 10.1051/0004-6361/201936101.
- Sitko, M. L., Carpenter, W. J., Kimes, R. L., et al. *Variability of Disk Emission in Pre-Main-Sequence and Related Stars. I. HD 31648 and HD 163296: Isolated Herbig Ae Stars Driving Herbig-Haro Flows*. Astrophysical Journal, 678(2):1070–1087, Mai 2008. doi: 10.1086/529003.
- Skrutskie, M. F., Dutkevitch, D., Strom, S. E., et al. *A Sensitive 10-Micron Search for Emission Arising from Circumstellar Dust Associated with Solar-Type Pre-Main-Sequence Stars*. Astronomical Journal, 99:1187, April 1990. doi: 10.1086/115407.



- Smith, B. A. und Terrile, R. J. *A Circumstellar Disk Around Pictoris*. Science, 226 (4681):1421–1424, 1984. ISSN 0036-8075. doi: 10.1126/science.226.4681.1421. URL <https://science.sciencemag.org/content/226/4681/1421>.
- Strom, K. M., Strom, S. E., Edwards, S., Cabrit, S. und Skrutskie, M. F. *Circumstellar Material Associated with Solar-Type Pre-Main-Sequence Stars: A Possible Constraint on the Timescale for Planet Building*. Astronomical Journal, 97:1451, Mai 1989. doi: 10.1086/115085.
- Tatulli, E. und Duvert, G. *AMBER data reduction*. New Astronomy Reviews, 51: 682, Oktober 2007. doi: 10.1016/j.newar.2007.06.010. URL <https://ui.adsabs.harvard.edu/2007NewAR..51..682T/abstract>.
- Tatulli, E., Millour, F., Chelli, A., et al. *Interferometric data reduction with AMBER/VLTI. Principle, estimators, and illustration*. Astronomy and Astrophysics, 464(1):29–42, März 2007. doi: 10.1051/0004-6361:20064799.
- Tazzari, M., Testi, L., Natta, A., et al. *Physical properties of dusty protoplanetary disks in Lupus: evidence for viscous evolution?* Astronomy and Astrophysics, 606: A88, Oktober 2017. doi: 10.1051/0004-6361/201730890.
- Testi, L., Birnstiel, T., Ricci, L., et al. *Dust Evolution in Protoplanetary Disks*. In Beuther, H., Klessen, R. S., Dullemond, C. P. und Henning, T., Hrsg., *Protostars and Planets VI*, Seite 339, Januar 2014. doi: 10.2458/azu\_uapress\_9780816531240-ch015.
- Torres, R. M., Loinard, L., Mioduszewski, A. J. und Rodríguez, L. F. *VLBA Determination of the Distance to Nearby Star-forming Regions. II. Hubble 4 and HDE 283572 in Taurus*. Astrophysical Journal, 671(2):1813–1819, Dezember 2007. doi: 10.1086/522924.
- Trumpler, R. J. *Spectrophotometric Measures of Interstellar Light Absorption*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 42(249):267, Oktober 1930. doi: 10.1086/124051.
- van Boekel, R., Juhász, A., Henning, T., et al. *Variable accretion as a mechanism for brightness variations in T Tauri S*. Astronomy and Astrophysics, 517:A16, Juli 2010. doi: 10.1051/0004-6361/200913840.
- Varga, J., Ábrahám, P., Chen, L., et al. *VLTI/MIDI atlas of disks around low- and intermediate-mass young stellar objects*. Astronomy and Astrophysics, 617:A83, Sep 2018. doi: 10.1051/0004-6361/201832599.
- Varga, J., Hogerheijde, M., van Boekel, R., et al. *The asymmetric inner disk of the Herbig Ae star HD 163296 in the eyes of VLTI/MATISSE: evidence for a vortex?* arXiv e-prints, art. arXiv:2012.05697, Dezember 2020.
- Venuti, L., Bouvier, J., Irwin, J., et al. *UV variability and accretion dynamics in the young open cluster NGC 2264*. Astronomy and Astrophysics, 581:A66, Sep 2015. doi: 10.1051/0004-6361/201526164.
- Wang, H., Apai, D., Henning, T. und Pascucci, I. *FU Orionis: A Binary Star?* Astrophysical Journal Letters, 601(1):L83–L86, Januar 2004. doi: 10.1086/381705.
- Ward-Thompson, D., Motte, F. und Andre, P. *The initial conditions of isolated star formation - III. Millimetre continuum mapping of pre-stellar cores*. Monthly

- Notices of the Royal Astronomical Society, 305(1):143–150, Mai 1999. doi: 10.1046/j.1365-8711.1999.02412.x.
- Weingartner, J. C. und Draine, B. T. *Dust Grain-Size Distributions and Extinction in the Milky Way, Large Magellanic Cloud, and Small Magellanic Cloud*. Astrophysical Journal, 548(1):296–309, Februar 2001. doi: 10.1086/318651.
- Wisniewski, J. P., Clampin, M., Grady, C. A., et al. *The HD 163296 Circumstellar Disk in Scattered Light: Evidence of Time-Variable Self-Shadowing*. Astrophysical Journal, 682(1):548–558, Juli 2008. doi: 10.1086/589629.
- Woitke, P., Kamp, I., Antonellini, S., et al. *Consistent Dust and Gas Models for Protoplanetary Disks. III. Models for Selected Objects from the FP7 DIANA Project*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 131(1000):064301, Juni 2019. doi: 10.1088/1538-3873/aaf4e5.
- Wolf, S. und Voshchinnikov, N. V. *Mie scattering by ensembles of particles with very large size parameters*. Computer Physics Communications, 162(2):113–123, September 2004. doi: 10.1016/j.cpc.2004.06.070.
- Wolf, S. und D’Angelo, G. *On the Observability of Giant Protoplanets in Circumstellar Disks*. Astrophysical Journal, 619(2):1114–1122, Februar 2005. doi: 10.1086/426662.
- Wolk, S. J., Rice, T. S. und Aspin, C. *Near-infrared Variability among Young Stellar Objects in the Star Formation Region Cygnus OB7*. Astrophysical Journal, 773(2):145, August 2013. doi: 10.1088/0004-637X/773/2/145.
- Wolk, S. J., Günther, H. M., Poppenhaeger, K., et al. *YSOVAR: Mid-infrared Variability Among YSOs in the Star Formation Region GGD12-15*. Astronomical Journal, 150(5):145, Nov 2015. doi: 10.1088/0004-6256/150/5/145.
- Wolk, S. J., Günther, H. M., Poppenhaeger, K., et al. *YSOVAR: Mid-infrared Variability among YSOs in the Star Formation Region Serpens South*. Astronomical Journal, 155(2):99, Feb 2018. doi: 10.3847/1538-3881/aaa6c4.
- Wyatt, M. C. *Evolution of debris disks*. Ann. Rev. Astron. Astrophys., 46:339–383, September 2008. doi: 10.1146/annurev.astro.45.051806.110525.
- Zhang, S., Zhu, Z., Huang, J., et al. *The Disk Substructures at High Angular Resolution Project (DSHARP). VII. The Planet-Disk Interactions Interpretation*. Astrophysical Journal Letters, 869(2):L47, Dezember 2018. doi: 10.3847/2041-8213/aaf744.



# Danksagung

---

Ich möchte mich herzlich bedanken bei

- ... Prof. Dr. Sebastian Wolf für die Möglichkeit, diese Arbeit anzufertigen, und für die hervorragende Betreuung. Ich habe in den letzten vier Jahren sehr viel gelernt und bin dafür ausgesprochen dankbar.
- ... den fleißigen Korrekturlesern Alexander, Anna, Anton, Jubin, Moritz, Niko, Robert und Thomas. Ihr habt mich vor vielen Fehlern und unverständlichen Bandwurmsätzen bewahrt.
- ... Dr. Thorsten Ratzka für die Hilfe bei der Aufbereitung interferometrischer AMBER-Beobachtungen.
- ... den *Astros* für die tolle Arbeitsgemeinschaft, hilfreiche Diskussionen und Anregungen sowie die eine oder andere Ablenkung, wenn es mal nötig war.
- ... Brigitte Kuhr und Holger Boll für die Unterstützung bei allem, was neben der Forschung noch so anfällt.
- ... meiner Familie für die unermüdliche Unterstützung in jeder nur denkbaren Weise.
- ... der Deutschen Forschungsgemeinschaft (DFG) für die Finanzierung dieser Arbeit (WO 857/13-1, WO 857/15-1, WO 857/17-1).

Danke!



# Erklärung

---

Hiermit erkläre ich, dass

1. die vorliegende Arbeit – abgesehen von der Beratung durch meinen Betreuer Prof. Dr. Sebastian Wolf und den angegebenen Hilfsmitteln – nach Inhalt und Form die eigene Arbeit ist;
2. die Arbeit weder ganz noch zum Teil im Rahmen eines Prüfungsverfahrens vorgelegen hat oder vorliegt;
3. Teile der Arbeit im Fachmagazin *Astronomy & Astrophysics* als Kobus, Wolf und Brunngräber (2019) und Kobus, Wolf, Ratzka und Brunngräber (2020) veröffentlicht worden sind;
4. die Arbeit unter Einhaltung der Regeln guter wissenschaftlicher Praxis der Deutschen Forschungsgemeinschaft entstanden ist;
5. mir kein akademischer Grad entzogen wurde.

Kiel, April 2021

---

Julia Kobus